

文章编号: 1000-8349(2012)02-172-14

太阳大气中的光球亮点

李 东^{1,2,3}, 宁宗军^{1,2}

(1.中国科学院 暗物质和空间重点实验室, 南京 210008; 2.中国科学院 紫金山天文台, 南京 210008;
3. 中国科学院 研究生院, 北京 100049)

摘要: 首先是对太阳光球亮点近年来研究工作的总结。光球亮点是一种发生在太阳光球上宁静区域的小尺度和短寿命增亮现象, 平均直径在100~300 km之间, 平均寿命约为几分钟。光球亮点的研究对于光球辐射和磁场性质的认识具有重要意义。过去的观测显示, 绝大多数光球亮点的产生和演化与磁场, 特别是光球上的小尺度磁场的演化密切相关, 比如, 两个同极性磁场的合并, 或者反极性磁场的对消, 或者一个同极性磁场的分裂, 均可以促使光球亮点产生或消失。基于这样的观测结果, 统计研究了2722个光球亮点(1600 Å)与光球上偶极磁元的关系, 发现大约有1/3的光球亮点出现在偶极磁元中心附近。

关键词: 太阳; 光球; 亮点; 磁场; 小尺度

中图分类号: P182 文献标识码: A

1 引言

太阳是一颗处于中年阶段的主序恒星, 其大气结构由内向外依次可分为光球层、色球层、过渡区和日冕。我们平时用肉眼观察太阳时看到的明亮日轮就是光球层, 其温度约为 6×10^3 K。光球层的厚度不过几百公里, 但却发出比其他层次更强大的可见光辐射, 可以说太阳在可见光波段的辐射几乎全部是由光球层发射产生的^[1]。

我们通常把没有爆发现象(耀斑、日珥、CME等)的太阳称为宁静太阳^[1]。然而宁静太阳也存在许多小的活动现象, 比如亮点就是这样一种发生在太阳大气中的小尺度辐射增强现象, 它经常在光学、极紫外、紫外和X射线^[2]甚至射电波段^[3]被观测到。其中在光学波段观测到的小尺度增亮现象被称为光球亮点或磁亮点(MBPs)(见图1); 而在其他波段发现的小尺度增亮现象被统称为日冕亮点(CBPs), 关于日冕亮点的讨论详见旧晖等^[4]的综述文章。本文只讨论光球亮点。由于光球亮点的尺度很小, 有些甚至比望远镜的最高分辨率还小, 因此从观测上来辨别光球亮点很困难。不过随着观测水平的不断提高, 光球亮点的研究也不断取

收稿日期: 2011-11-09; 修回日期: 2012-04-06

资助项目: 国家自然科学基金(10843005, 10833007, 10973042); 973计划(2011CB811400)

得进展。

磁场在太阳表面是普遍存在的, 并且有各种不同的尺度: 大尺度的磁场存在于活动区、太阳黑子以及太阳极区中; 小尺度的磁场则位于太阳大气底层, 有些甚至已经超过了现在望远镜的衍射极限而无法分辨。理论研究和数值模拟都暗示小尺度磁场的结构超出了今天的观测水平^[5]。一般认为光球小尺度磁场是指尺度小于超米粒大小的磁场结构, 迄今已观测到3种小尺度的磁场结构, 即瞬现活动区、网络场和网络内场。其中瞬现活动区属活动太阳范畴, 而网络场和网络内场则属宁静太阳范畴^[6]。本文着重讨论的就属于后两者。

观测显示光球亮点的形成与演化和光球表面的小尺度磁场存在密切的关系。它们的关系在活动区很明显, 并且聚集在一起成为谱斑, 但是在宁静太阳中, 超米粒组织的流动使它们集中在网络磁场里。在太阳物理的研究历史上, 由于网络内磁场太小以至于观测资料不足, 所以曾被忽略, 直到最近一些高分辨率的望远镜和空间太阳卫星的发射才使得这些更小尺度的磁场得以被研究^[5]。这也进一步促进了对于光球亮点和小尺度磁场关系的研究。第2章介绍光球亮点的观测方法和一些主要性质特点; 第3章讨论光球亮点形成的原因, 研究光球亮点(1600 Å)和偶极磁元的关系; 第4章给出总结和展望。

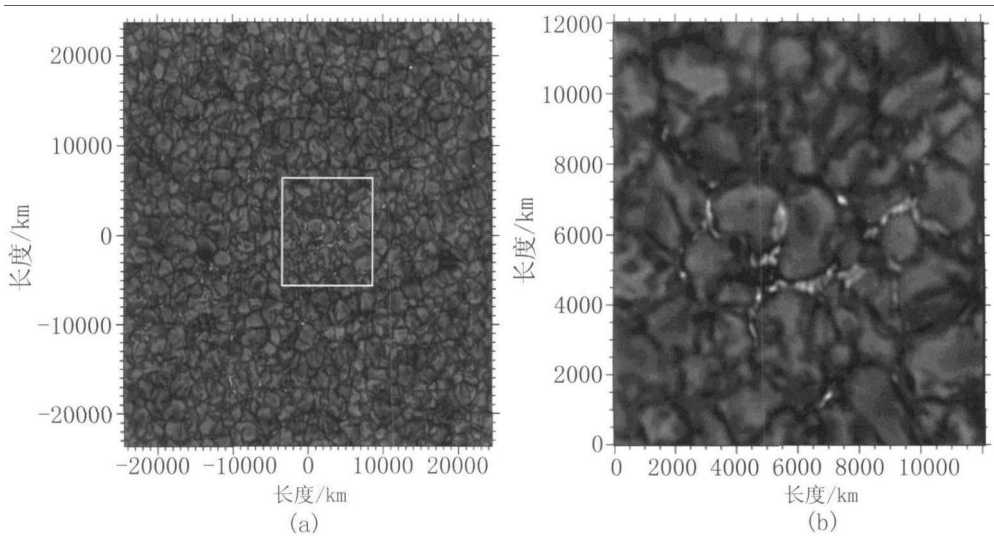


图 1 光球亮点。数据来自美国新墨西哥州的76 cm Dunn Solar Telescope (DST)在2009年5月28日的G波段观测。(a)图大小为 $70'' \times 70''$, (b)是(a)方框内的放大图, 大小为 $12 \times 12 \text{ Mm}^{[7]}$ 。

2 光球亮点的观测

Dunn和Zirker^[8]及Mehlretter^[9]早期分别在1973年和1974年利用 $\text{H}\alpha$ 和 Ca II K 的谱线描述了光球亮点, 他们认为光球亮点是一些小磁场的集合, 看起来比其他地方亮^[10]。光球亮点可以出现在各种磁场结构中: 例如太阳黑子周围、谱斑区、网络区^[11]以及网络内^[12]。下面讨

论光球亮点的一些性质。

2.1 光球亮点观测的诊断方法

光球亮点可以在G波段(CH线为主)^[13-16]以及Ca II H和K线等的成像中观测到^[13, 17, 18]。在光球亮点的观测中最大的困难是其尺度太小,一般的望远镜很难观测到,加上探测器噪声和宇宙线等的影响使得它们的观测更加困难^[19]。文献[19-26]给出光球亮点的不同诊断方法。

Utz等人^[19]在2009年的一篇文章中提到了一种检测光球亮点的算法。首先他们对原始数据进行了初步的处理和校正,使用的是SSW自带的程序。接下来他们使用几个特征作为光球亮点的标准:(1)亮度,光球亮点要比它们邻近的区域亮;(2)亮度变化,光球亮点应该有一个比较大的亮度变化;(3)特征物的尺度,光球亮点的尺度比较小。然而仅有这几个特征还是无法确认一个单独的光球亮点,为了得到小尺度的光球亮点,需要一个分割算法。他们发展的分割算法包括3个部分:(1)分离,确定亮度的边界进行分离;(2)消除噪声,包括一些像素噪声,宇宙射线和离子的轰击和米粒发亮等的影响;(3)识别光球亮点,所有经过分离后亮度在上下边界之间的点看做光球亮点(上边界指分离后最亮的点,下边界作者给出的是光球平均强度的1.5倍,亮度阈值被设定为30%)。他们又在这一算法的基础上发展了跟踪光球亮点的方法。他们对亮的特征物进行连续的跟踪观测,把那些只出现一两次或靠近图像边缘的亮点都忽略,剩下的才是光球亮点^[20]。

Abramenko等人^[21]在Utz提出的光球亮点的3个特征物的基础上发展了自己识别光球亮点的方法:(1)他们对得到的每幅图进行了平滑处理,然后从原来的图像中减去平滑处理过的图,以增强亮点结构的对比度;(2)使用阈值技术来选取光球亮点,即选取一个尽可能低的值作为阈值,然后利用等值线勾勒出光球亮点结构;(3)可以通过选取不同的阈值挑选不同亮度的光球亮点。

Wiehr等人^[22]则使用Bovelet和Wiehr^[23]在2003年提出的就近比较的原则,即自动探测比光球周围平均值亮的特征物。然后确定特征物的面积,最小定为 3×3 pixels,相对于SST望远镜来说是 $91 \text{ km} \times 91 \text{ km}$ 。他们把大部分光球亮点近似看成圆形的^[23, 24],并认为每个直径是D的圆形结构覆盖相同的面积。关于光球亮点的跟踪观测,Möstl等人^[25]则使用半自动的方法,他们先选出可能的光球亮点,然后自动跟踪其前后的图像以确定光球亮点是否连续存在。这一方法早在1992年就被Muller等人^[26]用来跟踪观测网络亮点(NBPs)。

2.2 光球亮点的几何尺度、辐射特征和空间分布

统计结果显示,光球亮点的直径一般在 $100 \sim 300 \text{ km}$ 之间^[18, 19, 22]。由于观测条件和技术的限制,例如大气的视宁度,望远镜的分辨率等,不同文献给出的光球亮点的尺度结果略有区别。

使用Pic-du-Midi天文台的50 cm折射式望远镜得到的线心是 5750 \AA 、线宽是 60 \AA 和线心是 3933 \AA (Ca II K)、线宽是 15 \AA 的两幅高分辨率白光图,Muller等人^[18]研究了光球亮点的特征尺度和辐射强度。他们发现光球亮点的典型尺度是 $0.22''$ (约 160 km),典型辐射强度是光球平均辐射强度的 $1.3 \sim 1.5$ 倍。利用Hinode卫星上所装的SOT光学望远镜,Utz等人^[19]分析了两组采样率不同的G波段图像,分别得到了两组光球亮点的直径。对于采样率是0.108

arcsec/pixel的一组数据,他们得到光球亮点的平均直径是 (218 ± 48) km(见图2),对于采样率是0.054 arcsec/pixel的一组数据,他们得到光球亮点的平均直径则是 (166 ± 31) km(见图2)。作者指出两组数据的结果不同是由于数据采样率不同。

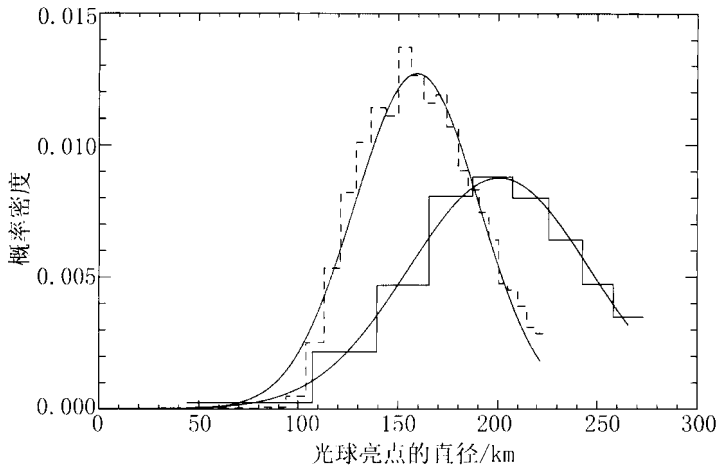


图2 光球亮点的大小分布。数据来自Hinode/SOT的G波段观测,实线是采样率为0.108 arcsec/pixel的一组数据的观测值和拟合曲线,虚线是采样率为0.054 arcsec/pixel的一组数据的观测值和拟合曲线^[19]。

Abramenko等人^[21]利用大熊湖天文台(BBSO)的大口径望远镜(NST)在良好的视宁度情况下的观测数据,统计研究了光球亮点的尺度分布,并与Hinode/SOT在G波段的观测数据做了对比。结果发现在NST图像中探测到的光球亮点和在SOT图像中观测到的光球亮点存在空间上的对应:即如果在SOT中发现了一个比较大的光球亮点,则在NST中就会发现几个比较小的分散的光球亮点,这是由于NST比SOT的分辨率高。光球亮点的尺度分布函数一直延伸到NST的衍射极限(77 km),而且没有出现饱和,并服从对数正态分布。表1列出了关于光球亮点大小的主要观测结果。

表1 光球亮点大小的主要观测结果

序号	直径/km	观测区域	作者	参考文献	备注
1	250	宁静区	Muller和Keil	[18]	白光(5 750 Å)和Ca II K 线
2	300	活动区	Muller和Mena	[27]	CH(4 308 Å) 线
3	250	太阳表面	Berger等人	[24]	SVST/G波段
4	220 ± 25	活动区	Bovelet和Wiehr	[23]	DOT/G波段
5	160 ± 20	活动区	Wiehr等人	[22]	SST/G波段
6	135	宁静区	Sánchez Almeida等人	[12]	SST/G波段和Ca II H 线
7	205 ± 64	活动区	Mösti等人	[25]	SST/G波段
8	166/218	宁静区	Utz等人	[19]	Hinode/SOT

为了得到光球亮点的面积分布,Crockett等人^[7]采用在G波段观测和数值模拟相结合的方法,得到面积分布的峰值为45 000 km²,在趋向小面积时有一个急剧的减小,无论是观测

数据还是模拟结果都服从对数正态分布。作者还指出最容易发生光球亮点的尺度是典型的米粒组织之间的宽度。

利用SST在太阳中心的G波段的连续观测, Sánchez等人^[28]观测到了位于宁静太阳区域的一批光球亮点。他们发现平均每 Mm^2 的面积上有0.97个光球亮点, 这个结果比以前的估计大了3倍, 相当于每个米粒组织内有1.2个光球亮点。经过详细的分析, 他们发现光球亮点占了整个太阳表面的0.9%到2.2%。假设它们的磁场强度可达到0.15 T, 那么这些发现的光球亮点对太阳磁场密度的贡献大约在 $(1.3\sim 3.3)\times 10^{-3}$ T之间。如果将网络场和网络内场分开来计算, 那么它们中光球亮点的数密度分别是 2.2 Mm^{-2} 和 0.85 Mm^{-2} 。

光球亮点的辐射强度是光球平均辐射强度的0.8~1.8倍^[12]。到目前为止, 光球亮点的最大辐射强度是由Riethmüller等人^[29]在2 140 Å波段上观测到的, 其峰值强度是宁静太阳光球平均辐射强度的5倍。Möstl等人^[25]则发现光球亮点的典型辐射强度是光球平均值的1.1~1.5倍, 他们更发现光球亮点的辐射强度与直径有着很好的对应关系, 其相关系数高达0.79。

2.3 光球亮点的寿命和动力学性质

光球亮点的平均寿命大约为几分钟。由于所使用的观测数据和采用的处理方法不同, 不同作者得到的光球亮点寿命有很大的不同, 下面介绍一些主要观测结果。

使用从Hinode/SOT仪器得到的一系列G波段图, Utz等人^[20]发展了一种自动分割、识别并跟踪的算法来分析G波段图像, 从而得到关于光球亮点寿命和速度的分布。经过算法改正后, 他们得到光球亮点的平均寿命是 (2.50 ± 0.05) min, 其寿命分布可以用幂指数函数拟合。经过平滑处理后, 得到光球亮点平均速度的范围是 $(1\sim 2) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 有效速度分布是瑞利函数, 其系数为 $(1.62\pm 0.05) \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 而速度分布的 x 和 y 分量都服从高斯分布。

关于光球亮点的寿命分布问题, Abramenko等人^[21]利用NST望远镜得到的数据进行了研究, 结果显示对于寿命大于100 s的光球亮点, 其寿命分布服从对数正态分布。大部分光球亮点是反应宁静太阳动力性的瞬变事件: 98.6%的光球亮点的寿命短于120 s, 而他们发现的最长寿命也只有44 min。此外他们还发现光球亮点的直径和辐射强度都与寿命线性成比例。Möstl等人^[25]利用瑞典的太阳望远镜(SST)得到的G波段(4 308.64 Å)数据分析研究了光球亮点的水平速度, 他们得到这些光球亮点的平均速度是 $1.11 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 水平速度分布如图3所示。

Riethmüller等人^[29]研究了气球SUNRISE上所载的分光偏振计观测到的光球亮点, 他们发现大部分光球亮点只显示弱的向下流动性, 平均速度只有 $240 \text{ m}\cdot\text{s}^{-1}$, 但有一些显示出很强的向下或向上的流动性, 其速度可达数千米每秒。光球亮点的比较强的流动性是由Jess等人^[30]利用DST在Na I D I的线心处测得的, 可达 $7 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。光球亮点的快速运动可以激发MHD波, 而这些波可以通过某种方式加热日冕^[31, 32]。此外这些波还可能诱发纳耀斑的爆发^[33, 34]。

光球亮点的动力学行为已经被许多作者研究过^[35]。Muller^[36]发现在宁静太阳上的光球亮点主要存在于超米粒组织的边缘部分, 暗示磁元是通过超米粒组织的流动而传送的。光球亮点首先出现在几个米粒组织连接的暗处, 没有发现开始就出现在一个单独的米粒组织内或只

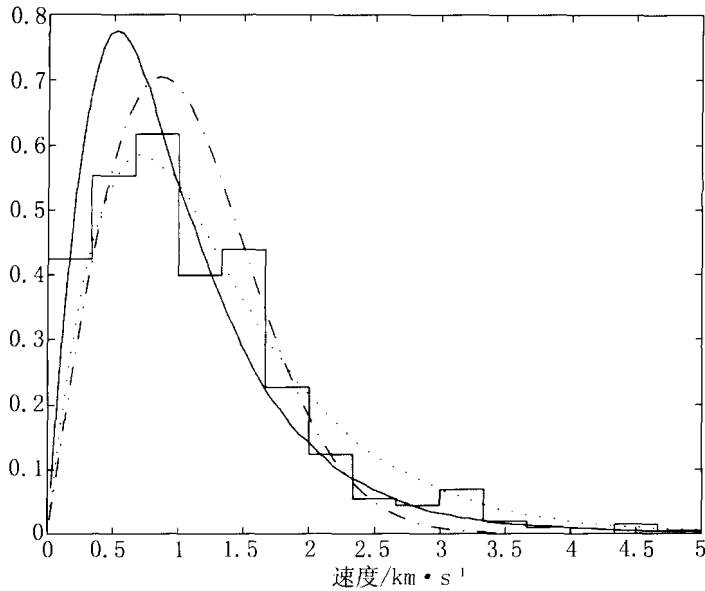


图 3 光球亮点的水平速度分布。数据来自瑞典的1 m太阳望远镜(SST)。柱形图是观测到的光球亮点的水平速度分布;点虚线是对观测速度用瑞利函数的拟合;实线和点线分别是磁场流动和正常米粒组织的LCT速度。图中的纵轴区域已经做了归一化处理^[25]。

有两个米粒组织的空间内。随着米粒组织的运动,光球亮点在其一生中仍然存在于米粒组织的空间内,但并不一定像它们开始那样存在于几个米粒组织的连接处。新的光球亮点有向已经存在的光球亮点靠近的趋势,当它们之间的分离距离达到 $1''\sim 1.5''$ 时,有15%的光球亮点会分离成两个光球亮点。Muller等人^[32]测量了29个单独的光球亮点,发现它们的平均振荡速度是 $1.33\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。Strous^[37]利用Fe I (5576 \AA)的线心图研究了位于正在生长的活动区里的光球亮点,发现光球亮点的速度在 $0.26\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\sim 0.62\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 之间。表2列出了关于光球亮点寿命和速度的主要观测结果。

2.4 光球亮点的其他性质

利用DST望远镜, Jess等人^[30]研究了位于Na I D I线心处的光球亮点,发现这些光球亮点在磁场强度比较低($1.5\times 10^{-2}\text{ T}$ 以下)时有一个辐射强度的稳定期,暗示了有两个加热过程:一种以声波加热为主,而另一种则以磁场加热为主。

关于网络亮点(NBPs)和网络内亮点(INBPs), Wang等人^[42]从3个方面区分它们:(1)对应磁场的通量密度——他们以 $4\times 10^{-3}\text{ T}$ 为界;(2)运动速度——网络亮点的平均移动速度为 $0.06\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$,而网络内亮点的则为 $0.4\text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ^[43]; (3)所处的位置——网络内亮点一般位于超米粒组织的网络内。Mcateer等人^[44]利用DST在Ca II K3谱线的观测,发现每个网络亮点都存在 $4\sim 15\text{ min}$ ($1\sim 4\text{ mHz}$)的长周期波,暗示了这些波不是声波而是磁声波或磁重力波。

表 2 光球亮点寿命和速度的主要观测结果

序号	寿命/min	速度/km·s ⁻¹	观测区域	作者	参考文献	备注
1	18		宁静区	Muller	[36]	白光和Ca II K 线
2	17	0.65±0.08	活动区	Muller和Mena	[27]	CH(4 308 Å) 线
3	< 5	1.4	网络区	Muller等人	[32]	白光(5 750 Å)
4	6~8	0.5~5	宁静区	Berger和Title	[38]	SVST/G波段和Ca II K 线
5	9.3	1.47	宁静区	Berger等人	[39]	SVST/G波段和4 686 Å 线
6	9.2	0.89	网络区	Nisenson等人	[35]	DOT/G波段
7		0.85	活动区	Bovelet和Wiehr	[23]	DOT/G波段
8	3.5/4.3		宁静区	de Wijn等人	[17]	DOT/G波段和Ca II H 线
9	4.38±2.29	1.11±0.7	活动区	Möstl等人	[25]	SST/G波段
10	10	1.57±0.08	宁静区	de Wijn等人	[40]	Hinode/SOT
11	2.5±0.05	1.62±0.05	宁静区	Utz等人	[20]	Hinode/SOT
12	1.52	1	宁静区	Keys等人	[41]	DST/G波段

3 光球亮点的形成

3.1 小尺度磁场

研究发现磁场在太阳大气的底层是不均匀的,并且在光球层是普遍存在的^[5]。在宁静太阳发现的磁场可分成两类:网络场和网络内场。后者是Livingston^[45]和Harvey^[46]通过微弱的Stokes V信号在超米粒元胞的内部发现的。对于太阳大气底层的小尺度磁场,由于采用的数据和处理方法不同,不同作者有不同的分类方法。目前测量小尺度磁场使用较多的方法是利用塞曼效应或汉勒效应来测量。塞曼效应不但能够定量地测量矢量磁场,而且能够比较精确地测量一些小的磁通量,其灵敏度可达 10^8 Wb,当磁场沿着LOS方向时更为精确。汉勒效应则能够测量比较弱的磁感应强度,可测量 10^{-2} T及其以下的磁场^[5]。

关于网络磁场分布的测量已被许多作者研究过。他们发现数密度随磁通量的减少而以指数方式增加,直到磁通量测量的下限 2×10^{10} Wb^[47-49]。也有作者发现了不同的变化方式,既不是指数分布也不是幂律分布的网络场和网络内场(两者也不同)的磁通量分布^[42]。小尺度磁场强度的测量,有些作者给出的数值只有 10^{-3} T^[50-52],有的则认为高达 10^{-2} T甚至 0.1 T^[53-56]。

由美国NASA新发射的SDO卫星具有高时间和空间的分辨率,并且可以得到全日面图像,我们利用上面搭载的HMI仪器计算了与 1600 Å亮点对应的偶极磁元的磁场通量密度和磁通量。磁场通量密度(B_i)取对应偶极磁元正负极的绝对值的一半,得到其平均值为 3.53×10^{-3} T;磁通量为 $M \times S$,其中 M 是偶极磁元的总强度即: $M = \sum ABS(M_i)$, S 是每个像素点的面积,最后得到的平均值是 1.25×10^{10} Wb(见图4)^[57]。

3.2 光球亮点和小尺度磁场的关系

目前通过反演技术可得到光球亮点所对应的磁场强度,可达 0.1 T^[58, 59]。关于光球亮点

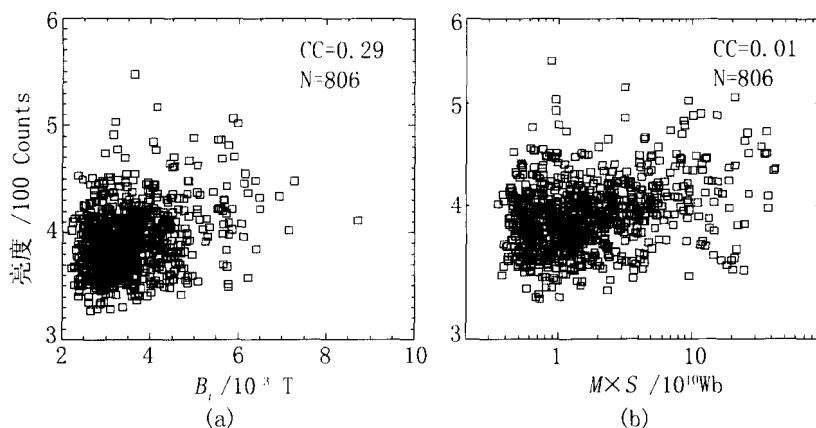


图 4 1600 Å 亮点的亮度与偶极磁元强度的对比图。数据来自 SDO/HMI(LOS), AIA(1600 Å) 的观测。(a) 为 1600 Å 亮点的亮度 vs 偶极磁元的磁场通量密度, (b) 则是 1600 Å 亮点的亮度 vs 偶极磁元的磁通量^[57]。

的形成机制, 目前存在许多观点。有些作者^[60, 61]认为光球亮点的形成机制是磁流管的对流坍塌; 而有些作者^[62, 63]却把光球亮点看做是磁元的辐射特征, 经常被描述成垂直且细长的流管或薄板; 还有一些作者^[5]则认为光球亮点的形成是一个相当复杂的过程, 它包括磁场的相互作用并伴随有不稳定的等离子体过程, 并且在这一过程中存在可以把热能传输到光球上层的管道。最近被确认的是 Spruit 和 Zwaan^[64]提出的假设: 光球亮点的亮度增强是由于有辐射来自热的米粒组织的“墙壁”^[5], 这一结果也被 Keller^[65]和 Carlsson^[66]等人利用复杂的三维磁流体模拟所证实。

利用高分辨率(0.3'')的磁图, Keller^[67]以及 Berger 等人^[38]已经证实磁元的尺度和与它相关的光球亮点的尺度几乎一样。利用 Pic-du-Midi 天文台的 50 cm 折射式望远镜观测到了位于太阳中心的宁静区域的高分辨率磁图, 连续谱成像以及 Fe I 6173 Å 线心成像, Muller 等人^[68]通过对比这些图像发现位于光球网络内的每个光球亮点的大小都与小尺度磁元(小于 1'')的大小对应得很好, 但磁元的最大强度与光球亮点的最大辐射强度并不一定同时发生。这种磁元与光球亮点的空间与时间的对应关系并不能用磁流管的静态模型来解释, 但可以用 Steiner 等人^[69]提出的磁流管动力学模型来说明。他们的观测还显示, 位于网络内的磁元被周围的米粒组织压缩而聚集时就会变亮, 从而形成光球亮点。

小尺度的磁场在太阳光球表面的各处均匀存在, 并一直被认为和光球亮点的产生有关。光球亮点的向下流动被发现向磁场聚集的方向靠近^[70], 同时还发现光球亮点的向下流动也和谱斑区的小尺度磁流浮现^[71]以及太阳黑子有关^[72], 然而限于技术这方面的观测还很少。Narayan^[73]利用高分辨率的 SST 获得了靠近太阳中心的谱斑区的数据, 经过对这些数据的处理, 他找到了 8 个包含向下流动和磁场增亮事件。所有这些事件都和连续谱的光球亮点的形成有关。在这 8 个事件中他发现 3 个事件存在弱的极性相反的磁场朝着向下流动的地方靠近。

大量观测显示, G波段的光球亮点和磁场有着密切的关系^[59, 67, 74-76]。图5显示G波段图像和Ca II H线图与光球LOS磁图的关系, 从中看出一小片网络场包含许多光球亮点^[5]。由Fe I 6 173 Å的单色像^[68]和G波段的图像^[75, 77]显示光球亮点和磁元存在时间和空间上的对应。然而de Wijn^[40]的结果显示只有20%的磁元与光球亮点有关。Langhans等人^[78]曾认证出两种G波段光球亮点的触发机制: 一种与磁场结构有关, 另一种存在于快速膨胀的米粒组织的边缘。在G波段磁场活动特征的增亮是由于不透明度的减小^[13, 79]。G波段图像的分辨率要比磁图高, 因此更容易观测到像光球亮点这种小的特征^[20]。然而这里必须注意的是, 没有磁场的增亮也被发现过, 如米粒碎片的顶部等^[75]。G波段光球亮点的发现提供了一种新的简单而直接的方法来研究网络内的磁场, 并且光球亮点的存在强烈暗示了在网络内区域存在强度达0.1 T的磁场^[12]。G波段的图像与磁图的对比清楚地证实了强磁场(0.1 T)是光球亮点形成所必要的, 但不是充分条件^[75, 77]。很多聚集在一起的小尺度的强磁场并没有形成光球亮点, 这是由于光球亮点的形成强烈地依赖于磁场的倾斜度, 越远离LOS方向, 形成的光球亮点就越少^[58]。此外, Viticchié等人^[59]根据DST望远镜的观测结果, 发现G波段光球亮点的形成和演化与3种磁场的活动有关: 即同极性磁场的合并, 磁场的分裂以及相反极性磁场的相互抵消(见图6)。

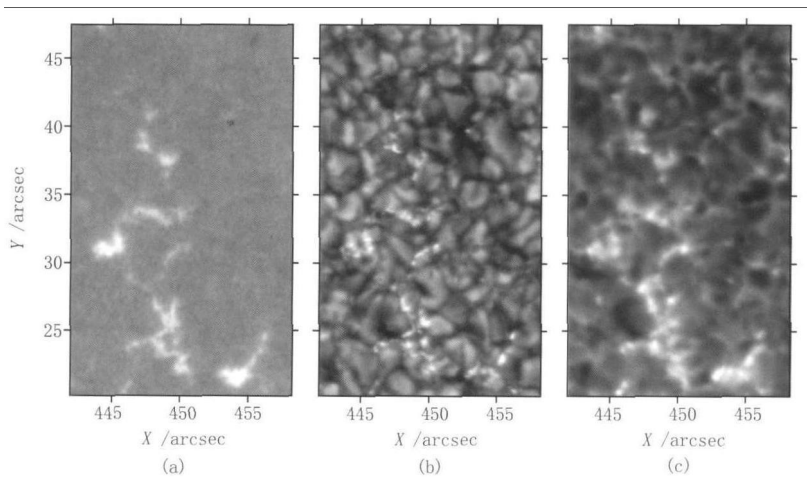


图5 网络区。(a)为视向磁图, (b)是G波段强度图, (c)为Ca II H强度图。数据来自Hinode/SOT, 时间是2007年3月30日, 大约在00:24:30 UT^[5]。

强磁场集中的模型始于数值分析研究磁流管^[80, 81]。随着计算机技术的不断发展, 数值模拟被提出来, 并成为研究光球亮点形成过程的一种方法。早期的研究以二维磁流体(MHD)模拟为主, 用来计算磁流管薄板的特性^[82]; 后来又发展了三维MHD, 并成功解决了光球中磁元和光球亮点的再现问题^[79, 83]。Grossmann-Doerth等人^[84]对光球亮点进行了二维MHD模拟, 结果显示有两种可能的能量输出方式: 依靠最初的磁流管, 磁场集中经过一系列过程后可达到稳定状态, 或者通过从磁流管高密度的底部快速上升的气流分散传播。此后, Danilovic等人^[85]又对其进行了三维MHD模拟并与观测进行了对比。他们发现观测事件与MHD模拟得到

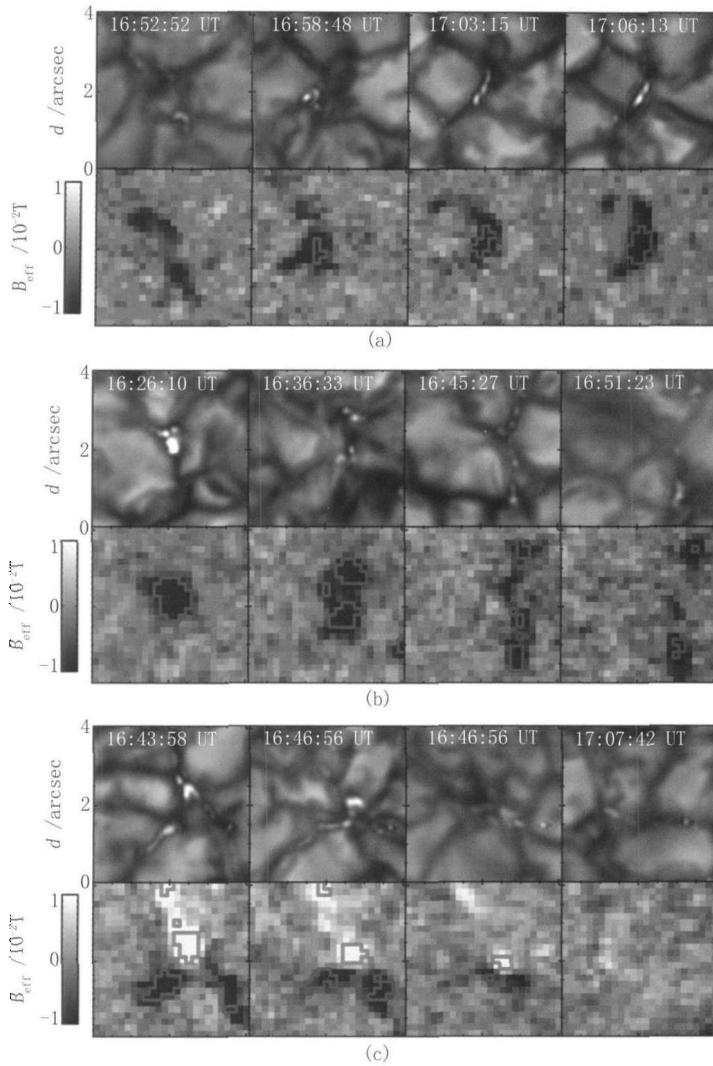


图6 光球亮点的产生和演化与磁场的活动。数据来自NSO/DST望远镜的G波段图(上)和Fe I线图(下)。分别描述了同极性磁场合并(a), 磁场分裂(b)和不同极性磁场的对消(c)3种磁场活动与光球亮点的产生和演化的关系。等值线表示0.1 T的磁场强度, 蓝色表示负极强度, 红色表示正极强度^[59]。

的结果是一致的, 这个过程是通过磁通量的水平对流、辐射制冷和很强的向下流动引起的疏散等导致的磁场增强。

我们利用SDO上面搭载的AIA和HMI两个仪器研究了1600 Å的亮点和偶极磁元的关系。在连续7天的观测中, 我们得到2722个1600 Å亮点和2850对偶极磁元, 结果发现大约只有29.6%的1600 Å亮点与偶极磁元存在对应关系(见表3)。这个数值比蒙特-卡洛模拟的结果(约18.8%)稍大。对于这些与1600 Å亮点相对应的偶极磁元来说, 它们相对于太阳赤道的夹角在太阳表面是随机分布的(见图7)^[57]。表3列出了1600 Å亮点与偶极磁元对应关系的一

些统计结果。

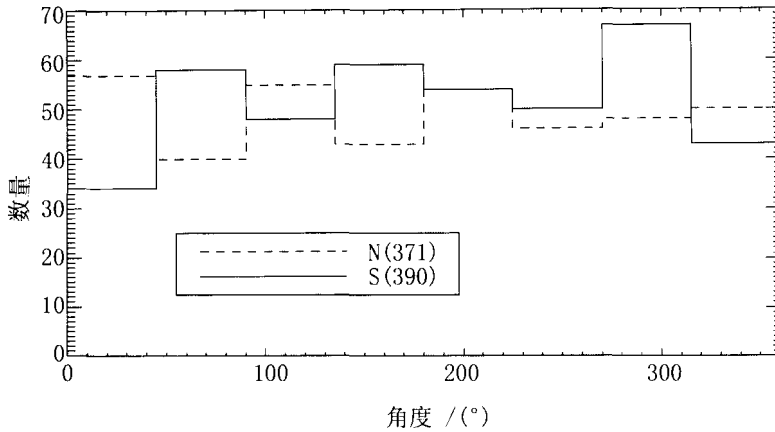


图7 与1600 Å亮点对应的偶极磁元的角度分布。数据来自SDO/HMI(LOS), AIA(1600 Å)的观测。图中实线是南半球的偶极磁元, 虚线是北半球的偶极磁元^[57]。

表3 1600 Å亮点与偶极磁元的对应关系^[57]

Rot.	北半球的数量	南半球的数量	总的数量
1600 Å亮点	1359	1363	2722
偶极磁元	1328	1522	2850
相关的亮点	393	413	806
比例	28.9%	30.3%	29.6%

4 总结和展望

本文在介绍光球亮点的观测特征的基础上讨论了其形成的原因, 结合小尺度磁场的研究给出了不同作者的解释。由于不同作者所使用的仪器和处理方法不同, 所得结果也存在很大的差异。因此关于太阳大气中的光球亮点还存在很多的不确定性。

光球亮点在太阳物理中有两个重要的作用: 首先, 快速的光球亮点足点运动能够激发MHD波, 这些波在某种程度上能够对日冕加热有贡献^[31, 32], 同时由磁流管运动而导致的波的加热过程可以触发纳耀斑的爆发^[33, 34]; 其次, 光球亮点能够储存磁场的能量^[19]。然而对于光球亮点是如何储存磁场能量的问题还有待于进一步研究^[20, 86]。Muller^[32]认为日冕确实是产生于光球并沿着磁流管传播的波来加热的, 并随着米粒组织的运动而摇晃, 然而这些波沿着磁流管的传播过程仍需要高时间分辨率的观测来研究。

光球亮点的观测和数值模拟都已取得了一系列的研究成果, 目前光球亮点的观测研究已达到了0.1角秒的量级, 对光球小尺度磁场的测量也达到了很高的精度。但是由于其尺度和

寿命都很小并且存在快速的演化, 一般的望远镜很难观测到它们^[75]。目前所知的光球亮点的尺度也在望远镜的最小分辨率之下, 因此高空间和高时间分辨率的观测是理解和完善光球亮点物理模型的基础。此外, 关于光球亮点的MHD模拟仍以二维为主^[87], 这是由于增加到三维所需的计算量太大。因此, 关于光球亮点的形成机制和加热过程还存在许多争议, 需要更多更精确的观测资料 and 更复杂的数值模拟来研究。

多波段观测是亮点研究的一个重要方面。除光学波段外, 其他波段的亮点统称为日冕亮点。Tian等人^[4]详细介绍过日冕亮点的观测特征和供能机制, Li等人^[88]则统计研究了日冕亮点在 X 射线波段和极紫外波段的关系。日冕亮点的研究对于日冕加热问题有重要意义, 是未来亮点研究的一个重要方向。一些新太阳观测卫星(如Hinode, SDO等)的发射, 也给亮点的多波段观测带来了前所未有的机遇。

参考文献:

- [1] 林元章. 太阳物理导论. 北京: 科学技术出版社, 2000: 6
- [2] Habbal S R, Withbroe G L. *Solar Phys.* 1981, 69: 77
- [3] Marsh K A, Hurford G J, Zirin H. *ApJ*, 1980, 236: 1017
- [4] 田晖, 夏利东, 何建森, 李爽. *天文学进展*, 2009, 27: 193
- [5] de Wijn A G, Stenflo J O, Solanki S K, et al. *Space Science Reviews*, 2009, 144: 275
- [6] 林元章. 太阳物理导论. 北京: 科学技术出版社, 2000: 428
- [7] Crockett P J, Mathioudakis M, Jess D B, et al. *ApJ*, 2010, 722: L188
- [8] Dum R B, Zirker J B. *Solar Phys.* 1973, 33: 281
- [9] Mehlretter J P. *Solar Phys.* 1974, 38: 43
- [10] Spruit H C. *Solar Phys.* 1977, 55: 3
- [11] Muller R. *Solar Surface Magnetism*. The Netherlands: Kluwer Academic Publishers, 1994: 55
- [12] Sánchez A J, Márquez I, Bonet J A, et al. *ApJ*, 2004, 609: L91
- [13] Steiner O, Hauschildt P H, Bruls J. *A&A*, 2001, 372: L13
- [14] Muller R, Roudier T. *Solar Phys.* 1984, 94: 33
- [15] Title A M, Berger T E. *ApJ*, 1996, 463: 797
- [16] Shelyag S, Schüssler M, Solanki S K, et al. *A&A*, 2004, 427: 335
- [17] de Wijn A G, Rutten R J, Haverkamp E M W P, et al. *A&A*, 2005, 441: 1183
- [18] Muller R, Keil S L. *Solar Phys.* 1983, 87: 243
- [19] Utz D, Hanslmeier A, Möstl C, et al. *A&A*, 2009, 498: 289
- [20] Utz D, Hanslmeier A, Muller R, et al. *A&A*, 2010, 511: A39
- [21] Abramenko V, Yurchyshyn V, Goode P, et al. *ApJ*, 2010, 725: L101
- [22] Wiehr E, Bovelet B, Hirzberger J. *A&A*, 2004, 422: L63
- [23] Bovelet B, Wiehr E. *A&A*, 2003, 412: 249
- [24] Berger T E, Schrijver C J, Shine R A, et al. *ApJ*, 1995, 454: 531
- [25] Möstl C, Hanslmeier A, Sobotka M, et al. *Solar Phys.* 2006, 237: 13
- [26] Muller R, Roudier T H. *Solar Phys.* 1992, 141: 27
- [27] Muller R, Mena B. *Solar Phys.* 1987, 112: 295
- [28] Sánchez A J, Bonet J A, Viticchié B, et al. *ApJ*, 2010, 715: L26
- [29] Riethmüller T L, Solanki S K, Martínez Pillet V, et al. *ApJ*, 2010, 723: L169
- [30] Jess D B, Mathioudakis M, Christian D J, et al. *ApJ*, 2010, 719: L134

- [31] Choudhuri A R, Auffret H, Priest E R. *Solar Phys*, 1993, 143: 49
- [32] Muller R, Roudier T, Vigneau J, et al. *A&A*, 1994, 283: 232
- [33] Parker E N. *ApJ*, 1983, 264: 642
- [34] Parker E N. *ApJ*, 1988, 330: 474
- [35] Nisenson P, van Ballegoijen A A, de Wijn A G, et al. *ApJ*, 2003, 587: 458
- [36] Muller R. *Solar phys*, 1983, 85: 113
- [37] Strous L H. *Solar Surface Magnetism*. The Netherlands: Kluwer Academic Publishers, 1994: 73
- [38] Berger T E, Title A M. *ApJ*, 1996, 463: 365
- [39] Berger T E, Löfdahl M G, Shine R S, et al. *ApJ*, 1998, 495: 973
- [40] de Wijn A G, Lites B W, Berger T E, et al. *ApJ*, 2008, 684: 1469
- [41] Keys P H, Mathioudakis M, Jess D B, et al. *ApJ*, 2011, 740: L40
- [42] Wang J X, Wang H M, Tang F, et al. *Solar Phys*, 1995, 160: 277
- [43] Zirin H. *Australian Journal of Physics*, 1985, 38: 961
- [44] Mcateer R T J, Gallagher P T, Williams D R, et al. *ApJ*, 2002, 567: L165
- [45] Livingston W, Harvey J. *IAUS*, 1971, 43: 51
- [46] Harvey K L, Harvey J W, Martin S F. *Solar Phys*, 1975, 40: 87
- [47] Hagenaar H J. *ApJ*, 2001, 555: 448
- [48] Meunier N, Solanki S K, Livingston W C. *A&A*, 1998, 331: 771
- [49] Schrijver C J, Title A M, van Ballegoijen A A, et al. *ApJ*, 1997, 487: 424
- [50] Domínguez C I, Kneer F, Sánchez A J. *ApJ*, 2003, 582: L55
- [51] Domínguez C I, Sánchez A J, Kneer F. *A&A*, 2003, 407: 741
- [52] Khomenko E V, Martínez González M J, Collados M, et al. *A&A*, 2005, 436: L27
- [53] Lin H. *ApJ*, 1995, 446: 421
- [54] Solanki S K, Zufferey D, Lin H, et al. *A&A*, 1996, 310: L33
- [55] Khomenko E V, Collados M, Solanki S K, et al. *A&A*, 2003, 408: 1115
- [56] Domínguez C I, Sánchez Almeida J, Kneer F. *ApJ*, 2006, 646: 1421
- [57] Li D, Ning Z J. *Astrophysics and Space Science*, 2012, accepted
- [58] Beck C, Bellot Rubio L R, Schlichenmaier R, et al. *A&A*, 2007, 472: 607
- [59] Viticchié B, Del Moro D, Berrilli F, et al. *ApJ*, 2009, 700: L145
- [60] Parker E N. *ApJ*, 1978, 221: 368
- [61] Spruit H C. *Solar Phys*, 1979, 61: 363
- [62] Deinzer W, Hensler G, Schuessler M, et al. *A&A*, 1984, 139: 426
- [63] Solanki S K. *Space Science Reviews*, 1993, 63: 1
- [64] Spruit H C, Zwaan C. *Solar Phys*, 1981, 70: 207
- [65] Keller C U, Schüssler M, Vögler A, et al. *ApJ*, 2004, 607: L59
- [66] Carlsson M, Stein R F, Nordlund Å, et al. *ApJ*, 2004, 610: L137
- [67] Keller C U. *Nature*, 1992, 359: 307
- [68] Muller R, Dollfus A, Montagne M, et al. *A&A*, 2000, 359: 373
- [69] Steiner O, Grossmann-Doerth U, Schüssler M, et al. *Solar Phys*, 1996, 164: 223
- [70] Deinzer W, Hensler G, Schuessler M, et al. *A&A*, 1984, 139: 435
- [71] Ishikawa R, Tsuneta S, Ichimoto K, et al. *A&A*, 2008, 481: L25
- [72] Shimizu T, Lites B W, Katsukawa Y, et al. *ApJ*, 2008, 680: 1467
- [73] Narayan G. *A&A*, 2011, 529: 79
- [74] Yi Z, Engvold O. *Solar Phys*, 1993, 144: 1
- [75] Berger T E, Title A M. *ApJ*, 2001, 553: 449
- [76] Berger T E, Rouppe van der Voort L H M, Löfdahl M G, et al. *A&A*, 2004, 428: 613
- [77] Ishikawa R, Tsuneta S, Kitakoshi Y, et al. *A&A*, 2007, 472: 911
- [78] Langhans K, Schmidt W, Tritschler A. *A&A*, 2002, 394: 1069
- [79] Schüssler M, Shelyag S, Berdyugina S, et al. *ApJ*, 2003, 597: L173

- [80] Spruit H C. Solar Phys. 1976, 50: 269
[81] Spruit H C. PhD thesis. The Netherlands: University of Utrecht, 1977
[82] Knölker M, Schüssler M. A&A. 1988, 202: 275
[83] Steiner O. A&A, 2005, 430: 691
[84] Grossmann-Doerth U, Schüssler M, Steiner O. A&A. 1998, 337: 928
[85] Danilovic S, Schüssler M, Solanki S K. A&A, 2010, 509: A76
[86] Vögler A, Shelyag S, Schüssler M, et al. A&A, 2005, 429: 335
[87] Steiner O, Grossmann-Doerth U, Knölker M, et al. ApJ, 1998, 495: 468
[88] Li J W, Li H. RAA, 2010, 10: 696

Magnetic Bright Points in the Solar Atmosphere

LI Dong^{1,2,3}, NING Zong-jun^{1,2}

(1. Key Laboratory of Dark Matter and Space Science, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008;
2. Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008; 3. Graduate University
of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049)

Abstract: We firstly review the recent findings about the Magnetic Bright points (MBPs) on the Sun. MBPs are small-scale and short-lived structures with enhanced brightness on the solar photosphere. They have a mean diameter ranging from 100 to 300 km, and a mean lifetime of several minutes. MBPs are highly dynamic. Most of the MBPs are related to the magnetic field, especially the small-scale field in the lower solar atmosphere. MBPs are frequently observed at the region with a strong field, especially in the line of sight (LOS) strong field, i.e. up to kilogauss. Therefore, lots of magnetic energy should be stored in the MBPs. To study the MBPs is important for us to understand the progress of the radiation from the photosphere and the nature of the solar magnetic fields. Meanwhile, MBPs are thought to produce the MHD waves contributing to the coronal heating. Previous observations show that the MBPs are related to the small-scale field evolution on the photosphere, such as the coalescence of the same-polarity, the cancelation of the opposite-polarities, or the fragmentation of one magnetic field. Based on this concept, we statistically study 2722 MBPs at 1600 Å from the SDO observations and the corresponding bipolar fields, and find that about 1/3 MBPs are related to the magnetic bipolar fields, indicating the cancelation of the opposite-polarities is one of the important mechanisms to produce the MBPs.

Key words: sun; photosphere; bright points; magnetic fields; small-scale