

密级 公开



中国科学院大学
University of Chinese Academy of Sciences

博士学位论文

太阳耀斑的光谱与成像观测研究

作者姓名 李东

指导教师 宁宗军、季海生 研究员，中国科学院紫金山天文台

Innes Davina 博士，德国马普协会太阳系研究所

学位类别 理学博士

学科专业 天体物理

培养单位 中国科学院紫金山天文台

2015 年 11 月

Typeset by L^AT_EX 2_ε at November 29, 2015

With package C^ASthesis v0.2 of C^TE_X.ORG

Spectral and Imaging Observations of the Solar flares

By
Dong Li

A Dissertation Submitted to
University of Chinese Academy of Sciences
In partial fulfillment of the requirement
For the degree of
Doctor of Astrophysics

Purple Mountain Observatory
Chinese Academy of Sciences

November, 2015

摘 要

太阳耀斑是太阳表面上一种剧烈的能量释放过程，在一次比较大的爆发事件中，释放的能量约为 10^{32} erg。本论文就是利用IRIS、SDO以及其他一些卫星（如Fermi、RHESSI、STEREO等）的多波段观测数据，研究了太阳耀斑爆发过程中高温谱线Fe XXI对AIA 131 Å通道辐射的贡献，报道了耀斑脉冲相期间色球蒸发的观测证据，介绍了耀斑脉冲相期间准周期振荡现象的多波段观测结果。在论文的第一章我们给出了有关太阳和太阳耀斑的简要介绍。第二章介绍了观测仪器，主要包括IRIS和SDO卫星，以及GOES、Fermi、RHESSI、STEREO等卫星上搭载的主要观测仪器。论文的第三到五章分别介绍了我们利用IRIS光谱观测和SDO成像观测所做的主要工作（见下面的介绍），第六章对我们的工作进行了总结并给出了未来的研究方向。

在第三章中，我们报道了由IRIS和SDO联合观测到的两个C级耀斑，这两个耀斑都发生在2013年10月24日。由于耀斑亮核（flare kernels）在AIA的所有通道会同时增亮，这使得我们很难测量其温度结构。幸运的是IRIS的光谱观测能够从低温的色球增亮中分辨出Fe XXI的辐射。因此，我们可以通过比较耀斑亮核中IRIS Fe XXI和AIA 131 Å的辐射度（EMs）来判断AIA 131 Å的辐射中有多少是来自Fe XXI的辐射。我们使用多高斯拟合的方法从IRIS光谱的混合发射线中分辨并得到Fe XXI的谱线强度和多普勒速度。然后，从AIA全日面成像中得到与IRIS Fe XXI强度图同一时间和同一位置的AIA人为扫描（pseudo-raster）图，并将他们的EMs结果进行比较分析。最后，我们发现在耀斑环中，AIA 131 Å的辐射主要来自Fe XXI，只有大约10–20%的辐射是来自连续谱、Fe XXIII和低温等离子体辐射的贡献。而在耀斑亮核中，则有高达52%的131 Å辐射来自低温等离子体辐射。在耀斑亮核中可以看到这么宽的范围是因为其中存在显著的小尺度结构。另一方面，Fe XXI的EMs值在分子发射线和过渡区辐射等位置变化的很快也说了耀斑亮核中存在小尺度结构。

第四章我们主要讨论了两个X1.6级耀斑中硬X射线辐射和由色球蒸发引起的多普勒速度之间的关系。这两个耀斑分别发生在2014年9月10日和10月22日。两个耀斑都是双带耀斑，而且IRIS的光谱狭缝都正好固定在他们一个耀斑带上。同时这两个耀斑还分别被Fermi/GBM和RHESSI在X射线波段探测到。在

这两个耀斑中我们都观测到了爆发式的色球蒸发。这是因为在耀斑的脉冲相期间，日冕谱线Fe XXI表现为蓝移速度，而色球发射线C I则表现为红移速度。AIA的成像观测结果显示色球蒸发倾向于出现在耀斑带的前沿。我们发现Fe XXI和C I的多普勒速度都表现为‘增长-峰值-衰减’的时间演化模式，这与硬X射线辐射的‘上升-极大-衰减’的时间变化一致对应。通过进一步的分析，我们发现在耀斑脉冲相期间，硬X射线的辐射与Fe XXI的多普勒速度（蓝移为负）是负相关的，而与C I的多普勒速度（红移为正）则是正相关的。我们的结果为非热电子驱动色球蒸发模型提供了观测证据。

在第五章中，我们研究了一个太阳耀斑中的准周期振荡（QPPs）现象。该耀斑发生在2014年9月10日，即第四章中的第一个耀斑。本次的观测数据则主要来自Fermi/GBM、SDO、STEREO和IRIS。用原始流量曲线减去缓变分量就得到了快变分量，快变分量曲线上呈现出一些有规律的、周期性的峰，他们被确定为QPPs。QPPs仅出现在硬X射线辐射的开始阶段，表现为3个峰，但是他们在色球和日冕谱线的辐射线中却有10个峰，在射电辐射中也有7个峰，同时每一个射电峰对应一个射电动态频谱上的III型爆。在所有波段的观测中，我们都探测到了一个约4分钟的准周期。AIA的成像观测进一步表明这个4分钟的QPPs起源于耀斑带并倾向于出现在耀斑带的前沿。IRIS的光谱观测则显示在QPPs的每一个峰附近，4条谱线（包括C I、O IV、Si IV和Fe XXI）都变得比较宽而且表现为明显的红移速度。所有这些观测结果都表明这个耀斑所表现出来的QPPs可能与周期性磁重联所加速的非热电子有关，而其4分钟周期则可能与激发周期性磁重联的某种MHD波有关。

关键词： 太阳耀斑，紫外辐射，光谱观测，成像观测

Abstract

Solar flares are drastic explosive phenomena on the Sun. They are able to release a huge amount of energy ($\sim 10^{32}$ erg) in an explosive event. In this paper, using the observation data from Interface Region Imaging Spectrograph (IRIS), Solar Dynamics Observatory (SDO), and some other satellites (such as Fermi, RHESSI, STEREO and so on), we study the hotter line Fe XXI contribution to 131 Å channel in two solar flares, we try to study the observational evidences for the electron-driven chromospheric evaporation and the phenomenon of Quasi-Periodic Pulsations (QPPs) during the impulsive phase of flares. In the first chapter of this paper, we briefly describe the Sun and the solar flares. And then in the second chapter, we briefly introduce the instruments, such as IRIS, SDO, GOES, Fermi, RHESSI and STEREO. From chapter 3 to chapter 5, we introduce our works with the IRIS spectral and SDO imaging observations (seen the following). In the last chapter, we will give the study in the future.

In chapter 3, we report the observation results of two small solar flares seen by IRIS and SDO. The fact that the flare kernels brighten simultaneously in all SDO/AIA channels making it difficult to determine their temperature structure. Fortunately, IRIS is able to spectrally resolve Fe XXI emission from cold chromospheric brightenings. Therefore, we can determine the fraction of Fe XXI emission in flare kernels in AIA 131 Å channel by comparing the emission measures (EMs) that deduced from IRIS Fe XXI and AIA 131 Å channel. The multi-Gaussian line fitting is used to separate the blending chromospheric emission so as to derive Fe XXI intensities and Doppler shifts from IRIS spectra. Then the cotemporal and cospatial pseudo-raster AIA 131 Å images are applied to obtain 131 Å EMs, so as to compare with the IRIS Fe XXI EMs. Finally, we find that AIA 131 Å emission in flare loops is due to Fe XXI emission with a 10–20% contribution from continuum, Fe XXIII, and cooler background plasma emissions. In flare kernels up to 52% of the 131 Å is from cooler plasma. The wide range seen in the kernels is caused by significant structure in the kernels which is seen as sharp

gradients in Fe XXI EMs at sites of molecular and transition region emission.

In chapter 4, we explore the relationship between hard X-ray (HXR) emissions and Doppler velocities caused by the chromospheric evaporation in two X1.6 class solar flares on 2014 September 10 and October 22, respectively. Both events display double ribbons and IRIS slit is fixed on one of their ribbons from the flare onset. And both events are observed at X-ray bands by Fermi/GBM and RHESSI, respectively. The explosive evaporations are detected in these two flares. The coronal line of Fe XXI shows blue shifts, but chromospheric line of C I shows red shifts during the impulsive phase. The chromospheric evaporation tends to appear at the front of the flare ribbon. Both Fe XXI and C I display their Doppler velocities with a ‘increase-peak-decrease’ pattern which is well related to the ‘rising-maximum-decay’ phase of HXR emissions. Such anti-correlation between HXR emissions and Fe XXI Doppler shifts, and correlation with C I Doppler shifts indicate the electron-driven evaporation in these two flares.

In chapter 5, We study the QPPs in a solar flare observed by Fermi/GBM, SDO, STEREO, and IRIS on 2014 September 10. QPPs are identified as the regular and periodic peaks on the rapidly-varying components, which are the light curves after removing the slowly-varying components. The QPPs display only three peaks at the beginning on the HXR emissions, but ten peaks on the chromospheric and coronal line emissions, and more than seven peaks (each peak is corresponding to a type III burst on the dynamic spectra) at the radio emissions. An uniform quasi-period about 4 minutes are detected among them. AIA imaging observations exhibit that the 4-min QPPs originate from the flare ribbon, and tend to appear on the ribbon front. IRIS spectral observations show that each peak of the QPPs tends to a broad line width and a red Doppler velocity at C I, O IV, Si IV, and Fe XXI lines. Our findings indicate that the QPPs are possibly produced by the non-thermal electrons which are accelerated by the induced quasi-periodic magnetic reconnections in this flare.

Keywords: Solar flares, UV radiation, Spectral observation, Imaging observation

目 录

摘要	i
Abstract	iii
目录	v
第一章 引言	1
1.1 太阳概述	1
1.2 太阳耀斑概述	2
1.2.1 太阳耀斑的分类	3
1.2.2 太阳耀斑的演化	4
1.3 太阳耀斑的理论模型	5
1.3.1 双带耀斑的理论模型	6
1.3.2 致密耀斑的理论模型	6
1.4 太阳耀斑的观测	6
1.4.1 成像观测	7
1.4.2 光谱观测	8
1.5 本章小结	9
第二章 观测仪器简介	11
2.1 IRIS卫星	11
2.1.1 SJI成像观测	11
2.1.2 SG光谱观测	11
2.2 SDO卫星	14
2.2.1 AIA成像观测	14
2.2.2 HMI磁场观测	16

2.2.3	EVE光谱观测	16
2.3	其他卫星	17
2.3.1	GOES	17
2.3.2	RHESSI	17
2.3.3	Fermi	17
2.3.4	STEREO	18
2.4	本章小结	18
第三章	太阳耀斑的IRIS和SDO联合观测	19
3.1	引言	19
3.2	观测数据	20
3.2.1	AIA观测	21
3.2.2	IRIS观测	23
3.2.3	耀斑带的光谱	25
3.3	EMs的估算方法	27
3.4	结果	32
3.4.1	成像和光谱	32
3.4.2	AIA 131和IRIS Fe XXI的EMs	34
3.5	讨论	42
3.6	本章小结	45
第四章	耀斑中非热电子驱动色球蒸发的观测证据	47
4.1	引言	47
4.2	观测数据	48
4.3	IRIS光谱数据的分析	52
4.3.1	多高斯拟合的方法	53
4.3.2	光谱拟合的结果	58
4.4	结果和讨论	60
4.4.1	结果	61

4.4.2 讨论	66
4.5 本章小结	71
第五章 耀斑中准周期振荡的成像和光谱观测	73
5.1 引言	73
5.2 观测和数据分析	74
5.2.1 观测数据	74
5.2.2 数据分析	77
5.3 结果和讨论	81
5.3.1 结果	81
5.3.2 讨论	83
5.4 本章小结	90
第六章 总结和展望	91
参考文献	93
发表文章目录	119
会议报告	121
简历	123
致谢	125

表 格

1.1	耀斑的分类（引自文献[64]）。	4
2.1	IRIS/SJI成像观测的通道（引自文献[153]）。	11
2.2	IRIS/SG光谱观测的通道（引自文献[153]）。	12
2.3	IRIS/SG主要探测的谱线（引自文献[42]）。	12
2.4	AIA仪器10个波段的参数（引自文献[100]）。	15
3.1	在IRIS四个观测窗口的17条用来多高斯拟合的发射线。	29
4.1	多高斯拟合的参数（15条谱线）。	59
5.1	IRIS光谱观测的参量。	83

插图

1.1	太阳的分层结构示意图（引自文献[2]）。	2
1.2	左图：1996-2006年的太阳活动周(引自：SOHO/NASA)。右图： 太阳黑子的蝴蝶图(引自：MSFC/NASA)。	3
1.3	2011年2月15日的双带耀斑在Ca II H波段的观测图像（引自文 献[91]）。	5
1.4	双带耀斑在脉冲相（左）和缓变相（右）的理论模型示意图（引 自文献[116]）。	7
2.1	IRIS观测的宁静太阳光谱（引自文献[153]）。	13
2.2	IRIS光谱观测的三种模式（引自文献[42]）。	14
2.3	SDO/AIA在EUV波段的温度响应函数（引自文献[100]）。	16
3.1	GOES在1.0–8.0 Å的SXR流量曲线。两条竖直的实线分别标出 了耀斑 1和耀斑 2的峰值时刻，而虚线则分别标出了IRIS第6次 (20:02–20:35 UT) 和第9次 (21:43–22:16 UT) 扫描的起止时间。	21
3.2	左：两个耀斑在AIA 131 Å通道的成像图，方框给出了IRIS/SJI的 视场大小。右：两个耀斑在IRIS/SJI 1400 Å 的成像图。虚线代 表IRIS光谱狭缝在图中所示时刻的位置。加号（‘+’）标出了 在AIA 131 Å成像中被去除的噪声（详见文中）。	22
3.3	SDO和IRIS成像对齐。左：AIA 1600 Å的成像图。右：SJI 1400 Å成像图。虚线是IRIS光谱狭缝的位置，等值线表示的是SJI在800 DN大小的轮廓。	23
3.4	IRIS光谱去坏点之前（左）和之后（右）的扫描图。中间是去坏 点之后的图，加号（‘+’）标出了坏点的位置。	24
3.5	2013年10月24日爆发的耀斑足点处的光谱图。黑色曲线代表的是 红短线所标区域的平均谱线强度。一些主要的发射线都被浅蓝色 的短线标出。	26

- 3.6 2013年10月12日爆发的耀斑足点处更高光谱分辨率的光谱图。黑色曲线代表的是红短线所标区域的平均谱线强度。红色曲线则代表了将黑色曲线的分辨率缩小4倍后得到的光谱曲线，这样就与图 3.5中的光谱分辨率一致。一些主要的发射线都被浅蓝色的短线标出。 27
- 3.7 光谱曲线（黑）和多高斯拟合（红）结果示例图。蓝色虚线标出了低温谱线的位置，紫色和蓝色实线则分别给出了Fe XXI和C I的位置。 28
- 3.8 日冕谱线 Fe XXI 128.75 Å对1354.08 Å的比率在不同温度下随密度的变化。 30
- 3.9 AIA 131 Å（上）和IRIS Fe XXI 1354.08 Å（下）的温度响应函数。竖线标出了两条响应曲线共同峰值时的温度，约为11 MK。 · 31
- 3.10 耀斑 1的观测结果。上：IRIS Fe XXI和C I的光谱拟合强度图；中：AIA 131 Å和1600 Å的人为扫描强度图；下：IRIS Fe XXI的多普勒速度图和IRIS连续谱强度（背景）图。绿色方框和‘+’标出了图 3.11中所示光谱的区域和位置。箭头则指明了IRIS观测的时间方向，总共有11分钟4秒。 33
- 3.11 耀斑 1中亮核的光谱及其拟合结果。三幅光谱图的时间分别对应图 3.10中绿色方框所示时刻之前，之间和之后。光谱曲线（实）则来自左图的绿线所示的位置，虚线代表多高斯拟合的结果，绿线是拟合的背景，蓝线表示Fe XXI的拟合结果，红线则代表了C I的拟合结果。竖线分表表示Fe XXI（实线）和C I（点虚线）的静止线心位置。 34
- 3.12 耀斑 2的观测结果。上：IRIS Fe XXI和C I的光谱拟合强度图；中：AIA 131 Å和1600 Å的人为扫描强度图；下：IRIS Fe XXI的多普勒速度图和IRIS连续强度（背景）图。绿色方框和‘+’标出了图 3.13中所示光谱的区域和位置。箭头则指明了IRIS观测的时间方向，总共有11分钟4秒。 35

- 3.13 耀斑 2 中亮核的光谱及其拟合结果。三幅光谱图的时间分别对应图 3.12 中绿色方框所示时刻之前，之间和之后。光谱曲线（实）则来自左图绿线所示的位置，虚线代表多高斯拟合的结果，绿线是拟合的背景，蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果，红线则代表了 C I 的拟合结果。竖线则分表代表了 Fe XXI（实线）和 C I（点虚线）的静止线心位置。 36
- 3.14 上：耀斑 1 中 AIA 131 Å 和 IRIS Fe XXI 在温度约为 11 MK 时的 EMs 图。白色方框标出了用来进行比较的 EMs 的区域。下：位于白色方框区域内点对点的 Fe XXI（黑）和 131 Å（红）的 EMs 曲线，从左上角开始。加号（‘+’）给出的是 Fe XXI 辐射较强的点，‘×’ 则给出了一些特殊点，他们的光谱图和曲线见图 3.15。 37
- 3.15 上：耀斑 1 中选出的 IRIS 光谱和 AIA 强度图以及曲线。131 Å 图中的竖直虚线标出了 IRIS 狭缝的位置，数字给出了图 3.14 中选出的点的位置，这些点在 AIA 图上的位置则分别用 ‘+’ 和 ‘×’ 标出。下：选出的光谱曲线（实）及其多高斯拟合结果（虚），绿线是拟合的背景，蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果，竖线则代表了 Fe XXI 的静止线心位置。 38
- 3.16 上：耀斑 2 中 AIA 131 Å 和 IRIS Fe XXI 在温度约为 11 MK 时的 EMs 图。白色的方框标出了用来进行比较的 EMs 区域（R1 和 R2）。下：位于白色方框区域内点对点的 Fe XXI（黑）和 131 Å（红）的 EMs 曲线，从左上角开始。加号（‘+’）给出的是 Fe XXI 辐射较强的点，‘×’ 则给出了一些特殊点，他们的光谱图和曲线见图 3.17。 . 39
- 3.17 上：耀斑 2 中选出的 IRIS 光谱和 AIA 强度图以及曲线。131 Å 图中的竖直虚线标出了 IRIS 狭缝的位置，数字给出了图 3.16 中选出点的位置，这些点在 AIA 图上的位置则分别用 ‘+’ 和 ‘×’ 标出。下：选出的光谱曲线（实）及其多高斯拟合结果（虚），绿线是拟合的背景，蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果，竖线则代表了 Fe XXI 的静止线心位置。 40

- 3.18 耀斑 1 中 Fe XXI 和 131 Å EMs 的定量分析结果。上：Fe XXI、131 Å 和 1600 Å 的强度图。绿色的加号标出了耀斑环的位置，蓝色的加号则给出了耀斑亮核的位置。中：耀斑环和亮核中，Fe XXI 和 131 Å 的 EMs 随 Fe XXI 或 131 Å 强度的变化，黑线表示平均值，红线则代表中值。下：相应 EMs 随强度变化的散点图。在耀斑环中，变化的平均值（标准方差）和中值分别是 0.54 ± 0.07 和 0.55。 43
- 3.19 耀斑 2 中 Fe XXI 和 131 Å EMs 的定量分析结果。上：Fe XXI、131 Å 和 1600 Å 的强度图。绿色的加号标出了耀斑环的位置，蓝色的加号则给出了耀斑亮核的位置。中：耀斑环和亮核中，Fe XXI 和 131 Å 的 EMs 随 Fe XXI 或 131 Å 强度的变化，黑线表示平均值，红线则代表中值。下：相应 EMs 随强度变化的散点图。在耀斑环中，变化的平均值（标准方差）和中值分别是 0.55 ± 0.06 和 0.54。 44
- 4.1 两个耀斑在 AIA 131 Å 和 SJI 1400（或 1330）Å 的成像观测。蓝线和白线代表 IRIS 光谱狭缝的位置。彩色的等值线分别代表正负极磁场强度，大小分别是 800 G（紫色）和 -800 G（橙色）。红色方框则标出了 IRIS/SJI 成像观测的视场大小。两条蓝色的短线给出了我们所研究的耀斑 2 中耀斑带的范围。 49
- 4.2 耀斑 1 在 AIA 1600 Å 图上随时间的演化。竖线代表了 IRIS 光谱狭缝的位置，箭头则标出了耀斑带的运动方向。 50
- 4.3 图（a）：耀斑 1 在 5 个能量通道的 X 射线流量曲线，数据来自 Fermi/GBM。图（b）：耀斑 2 在 6 个能量通道的 X 射线流量曲线，来自 RHESSI 的观测。图中虚线是 GOES 的 SXR 在 1–8 Å 的流量曲线。数字标出了 HXR 峰的位置。 53
- 4.4 Fermi/GBM 中的 12 个探测器在耀斑 1 爆发期间对太阳的朝向角。 · 54

- 4.5 耀斑 1 在三个窗口（‘1343’（a），‘Fe XII’（b）和 ‘O I’（c））的 IRIS 光谱图（17:28:43 UT）。黑色曲线是 IRIS 在狭缝位置约 $64.7''$ （被橙色的短线所标出）的谱线轮廓。褐色曲线则代表了多（15）高斯拟合的结果，绿线标出了拟合的线性背景。Fe XXI 的拟合结果用天蓝色曲线标出，C I 的拟合结果则用紫红色曲线表示。红色和蓝色的小短线标出了其他 13 条发射线。 57
- 4.6 耀斑 1 和耀斑 2 在 ‘O I’ 窗口的 IRIS 光谱图（四个不同时刻）。图中各种颜色的曲线与图 4.5 中相同。竖直的彩色短线则分别标出了 Fe XXI（天蓝色）和 C I（紫红色）静止线心的位置。虚线给出了非耀斑区域（短黑线所示）的光谱曲线。 58
- 4.7 耀斑 1 中多高斯拟合得到的时空图，分别是 Fe XXI 的谱线强度（a）和多普勒速度（b），C I 的谱线强度（c）和多普勒速度（d）。X 轴是耀斑的演化时间，Y 轴是整个 IRIS 光谱狭缝的距离。橙色的横短线标出了图 4.5 中光谱曲线的位置，竖直的橙线则给出了其时间。其他颜色的横线和竖线则分别给出了图 4.5（a，b）中光谱曲线的位置和时刻。 61
- 4.8 耀斑 2 的拟合结果，与图 4.7 相似。Y 轴给出的是沿着 IRIS 光谱狭缝的部分距离，其位于图 4.1 中的两条蓝短线之间。 62
- 4.9 上图：耀斑 1 和耀斑 2 在爆发过程中的 HXR 流量曲线，数字标出了脉冲相期间的峰。中和下图：两个耀斑在爆发过程中在各自选定的 2 个位置（详见论文）的多普勒速度曲线，包括 Fe XXI 和 C I。图（c，d）中的黑线表示选定的背景区域用来计算标准方差（ σ ），虚线则给出了 3 倍的标准方差。加号（‘+’）标出了多普勒速度大于 3σ 且与 HXR 峰相对应的点。叉号（‘×’）则给出了耀斑在衰减相的一个点，它对应的光谱曲线见图 4.6（b）。误差棒给出的是多高斯拟合的不确定性。 65
- 4.10 HXR（27.3–50.9 keV 或 25–50 keV）辐射流量和 Fe XXI 与 C I 多普勒速度关系的散点图，数据分别来自耀斑 1（a，b）和耀斑 2（c，d）。他们对应的相关系数（cc）也在图中给出。 66
- 4.11 在更高能量范围（50.9–102.3 keV 和 102.3–296.4 keV）内，耀斑 1 的 HXR 辐射和多普勒速度关系的散点图。 67

- 5.1 第一幅：GOES在2014年9月10日16:00到20:00 UT之间的SXR辐射流量图，竖直的绿线标出了IRIS本次观测结束的时间。第二幅：来自Fermi/GBM中的5个能段的X射线流量曲线，虚线代表其缓变分量。第三幅：AIA在9个波段的光变曲线，他们来自耀斑所在活动区的辐射流量积分，活动区范围见图 5.3中的蓝色方框。第四幅：SWAVES观测的射电动态频谱。白线表示在 ~ 2.19 MHz（红短线）处的射电辐射，红色虚线则是其缓变分量。 75
- 5.2 HXR辐射在三个能段以及射电辐射在约2.19 MHz处的快变分量及其小波分析得到的功率谱。 76
- 5.3 SDO/AIA（1600、131和304 Å）和IRIS/SJI（1400 Å）在耀斑时刻的成像图。蓝色的方框标出了耀斑所在的活动区，用来积分得到图 5.1中的光变曲线，红色方框则给出了IRIS/SJI的视场大小。竖直的黑线标出了IRIS光谱狭缝的位置。两条绿色的短线标出了在IRIS狭缝上大约10"的距离（详见文中）。箭头‘A→B’则给出了耀斑带前沿的传播方向。 79
- 5.4 IRIS在FUVS的三个窗口（‘1343’、‘Fe XII’ 和 ‘OI’）以及FUVL的一个窗口（‘Si IV’）的光谱图。上图：黑色曲线是褐色虚线所标位置的谱线轮廓。褐色曲线则代表了多（15）高斯拟合的结果，绿线标出了拟合的线性背景。Fe XXI的拟合结果用天蓝色曲线标出，C I的拟合结果则用紫红色曲线表示。红色和蓝色的小短线则标出了其他13条发射线。下图：黑色曲线是褐色虚线所标位置的谱线轮廓。褐色曲线则代表了单高斯拟合的结果，绿线给出了拟合的线性背景，红色和蓝色的小短线标出了几条主要的发射线。 80
- 5.5 IRIS光谱通过多高斯拟合得到的时空图，包括谱线强度（左），谱线宽度（中）和多普勒速度（右）。他们分别来自C I、Fe XXI、O IV和Si IV。图中的两条绿线标出了光变曲线（图 5.6）的积分范围。 84
- 5.6 谱线强度、多普勒速度和谱线宽度的光变曲线，快变分量以及小波功率谱图。蓝色虚线代表了各自的缓变分量。 85

-
- 5.7 SDO/AIA在九个波长内的时空切片图，切片来自IRIS的光谱狭缝位置。两条绿线则标出了光变曲线（图 5.6）的积分范围。…… 86
- 5.8 SDO/AIA在九个波长内的光变曲线，快变分量以及小波功率谱图，蓝色的虚线则代表了各自的缓变分量。…… 87
- 5.9 上图：AIA 1600 Å的沿耀斑带前沿（图 5.3中 ‘A→B’ 所示）的时空切片图。下图：QPPs在CI谱线强度、AIA 171Å、HXR27.3–50.9 keV和射电2.19 MHz处的快变分量的曲线。…… 89

第一章 引言

太阳是离我们地球最近的一颗恒星，是地球上最主要的能量来源，也是目前唯一一颗能够让物理学家和天文学家进行高分辨率观测并详细研究的恒星。

1.1 太阳概述

¹太阳的光谱型是G2V，在显示恒星分类的赫罗图上，位于主序星的中部。太阳的半径约为 6.963×10^{10} cm，是地球半径的109倍左右，体积则是地球的130万倍。太阳的质量约为 1.989×10^{33} g，是地球质量的33万倍，占据整个太阳系质量的99.86%。太阳的平均密度约为 1.4 g/cm³。日地之间的平均距离约为 1.5×10^{13} cm（即一个天文单位AU），其周年变化约为1.5%。太阳的能量主要来自核心区的热核反应，核聚变产生的能量经辐射区、中层和对流层最终在太阳表面释放出来。在人眼可见的波长范围内（3000–7500 Å）所看到的太阳表面温度约为6000 K。太阳上约94%（数量上）的大气物质为氢（hydrogen），约5.9%为氦（helium）。其他的元素则包含碳（carbon）、氧（oxygen）、硅（Silicon）、镁（Magnesium）、铁（iron）等。

太阳上存在分层结构（图 1.1）。通常把日核、中层和对流层等看不见的部分称为太阳内部或太阳本体，而把光球、色球、过渡区和日冕叫做太阳大气。目前太阳的多波段观测主要集中在太阳大气，而太阳内部的研究则需要用到日震学等方法进行反演。

太阳的多波段观测涉及到太阳的宁静区和活动区。太阳活动区是指日面上各主要的太阳活动（如黑子、谱斑、耀斑和活动日珥、日冕物质抛射等）频繁出现的区域[1, 3]。太阳的活动存在典型的11年变化周期，见图 1.2。太阳的宁静区则是相对于太阳的活动区定义的，其本身也在不断变化，只是这些变化比较缓慢（如宁静太阳风）或有规律（如对流）或遍布太阳表面（如色球网络）[2, 3]。此外太阳上还存在一些小尺度的太阳活动现象（如过渡区爆发事件、日冕亮点等），他们既可以发生在太阳的宁静区，也可以发生在太阳的活动区。

¹本节主要参考文献[1–3]和Wikipedia，MSFC/NASA等网站。

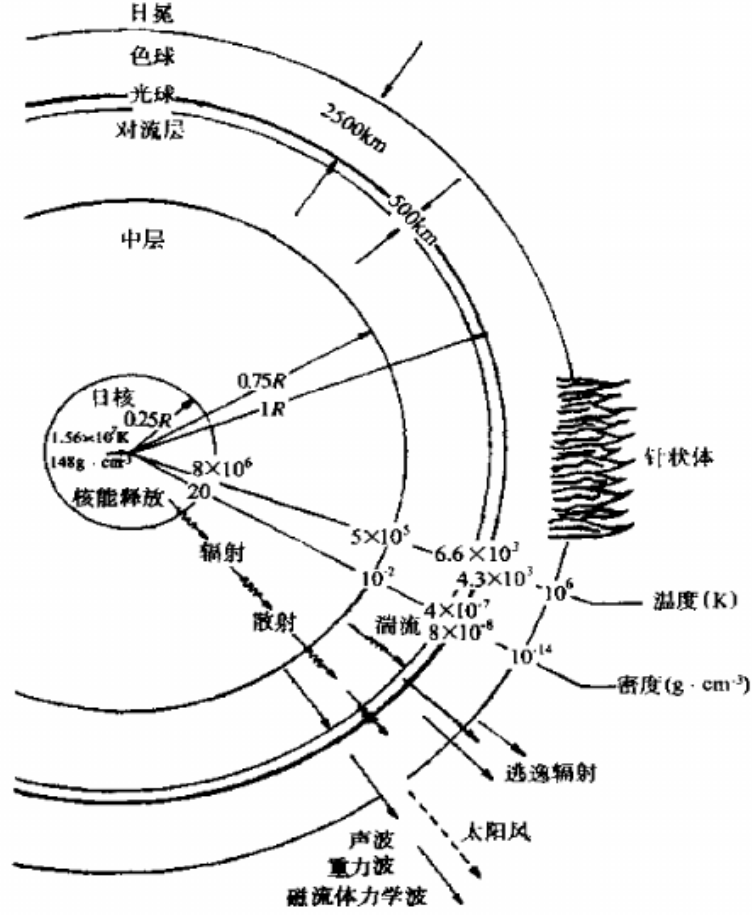


图 1.1: 太阳的分层结构示意图 (引自文献[2])。

1.2 太阳耀斑概述

²太阳耀斑是太阳大气中一种剧烈的能量释放过程，一次较大的耀斑爆发释放的能量可以达到 10^{32} erg甚至更高，其爆发的时标只有数十分钟。耀斑爆发的能量主要来自太阳大气中的磁能。耀斑爆发的过程可在射电、红外、可见光、紫外 (UV)、X射线甚至 γ 射线等很宽的波段范围内被探测到。不过耀斑辐射的能量却主要集中在可见光和UV波段[64, 203]。

²本节主内容主要参考文献[3, 196]

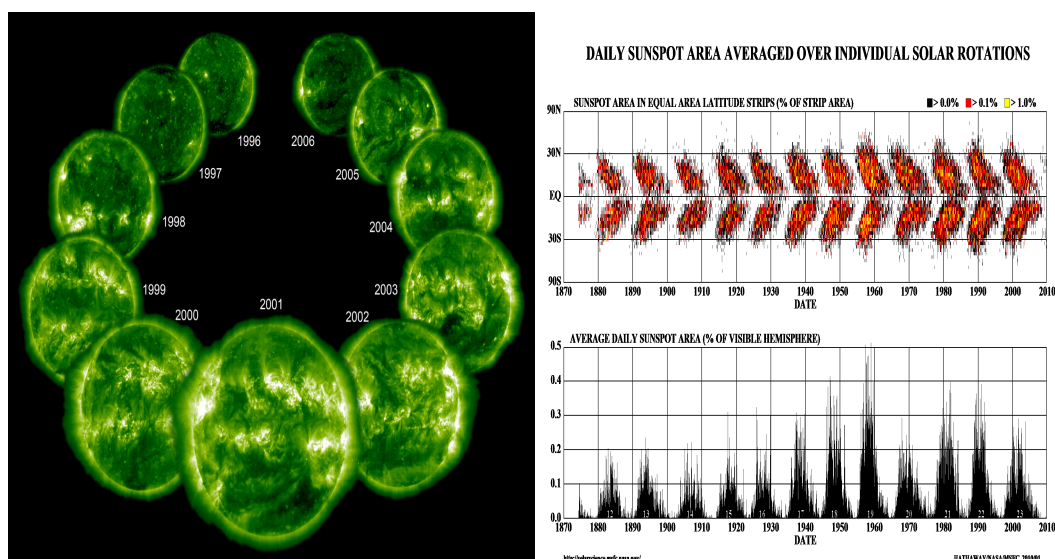


图 1.2: 左图: 1996-2006年的太阳活动周(引自: SOHO/NASA)。右图: 太阳黑子的蝴蝶图(引自: MSFC/NASA)。

1.2.1 太阳耀斑的分类

太阳耀斑的形态各异, 辐射的能量在各个波段也有很大的差异。因此对耀斑进行分类和分级是很有必要的[3]。根据耀斑辐射能量的大小可以将耀斑分为大耀斑、中等耀斑、小(亚)耀斑、微耀斑和纳耀斑[2]。此外还有根据 $H\alpha$ 单色光面积和亮度的分类。然而, 目前应用最广泛的是把耀斑分成X、M、C、B和A级, 这种分类方法是基于耀斑在1–8 Å的软X射线(SXR)流量的大小, 而观测的SXR流量主要来自GOES (the Geostationary Orbiting Environmental Satellites) 卫星。也就是说X级的耀斑所对应的GOES流量在地球处要大于 10^{-4} W m^{-2} [64]。表 1.1给出了基于SXR流量的分类和传统的基于 $H\alpha$ 面积的分类, 所用数据来自文献[188]。

根据太阳耀斑的基本结构和物理机制, 其又可以分为两种基本类型[173, 174]。(1)、致密耀斑, 又称为简单环耀斑。他们的体积小, 密度大, 形成高度较低, 持续时间较短。一般只有一个或数个环构成, 简单地变亮然后消失, 形状这一过程中基本没什么变化。在硬X射线的观测中, 一般只有一个持续约1分钟的爆发峰。这种简单环耀斑通常发生在简单黑子附近或者位于大尺度的单极区内。在 $H\alpha$ 单色图上则表现为若干增亮的亮核。大部分的小耀斑都属于这种致密耀斑。(2)、双带耀斑, 也叫作动态耀斑。他们的体积大, 密度小, 形成

表 1.1: 耀斑的分类 (引自文献[64])。

GOES分类	EM ^a (cm ⁻³)	H α 分类	H α 面积 (sq. degrees)
X10	10 ⁵¹	4	24.7
X	10 ⁵⁰	3	12.4
M	10 ⁴⁹	2	5.1
C	10 ⁴⁸	1	2.0
B	10 ⁴⁷	S	<2.0
A	10 ⁴⁶	S	<2.0

^a软X射线的发射度 (emission measure)。

高度较高, 持续时间稍长。双带耀斑与暗条活动的关系密切, 伴随着暗条的上升和消失, 耀斑环系开始增亮并逐渐成为拱形, 他们的足点在色球层会形成两条亮带, 即耀斑的双带 (图 1.3)。观测研究表明这两种类型的耀斑在形成和动力学演化的过程中是有差别的, 但他们的磁能释放机制却被认为是一致的, 即可能都来自磁重联。

1.2.2 太阳耀斑的演化

太阳耀斑有着十分复杂的动力学过程, 因此很难用一种模式来描述其动力学过程。然而观测结果显示, 耀斑从产生到消失的演化过程一般会经历3个阶段: 第一、前相, 时标从几分钟到几十分钟不等, 期间SXR, EUV和射电辐射开始增强, H α 也有所增亮。第二、闪相, 时标从几分钟到几十分钟不等, 在这一阶段H α 谱线的强度和宽度迅速增加, SXR和EUV辐射也在不断增强。在闪相期间, HXR和微波爆发通常表现为脉冲型的突然增强, 持续时间只有几分钟, 称为脉冲相。然而并不是所有的耀斑都会出现脉冲相。第三、主相 (或称缓变相), SXR和H α 辐射强度逐渐减弱, 持续时间从数十分钟到数小时不等。在缓变相期间有时会出现耀斑后环, 他们能够持续十几个小时[3]。

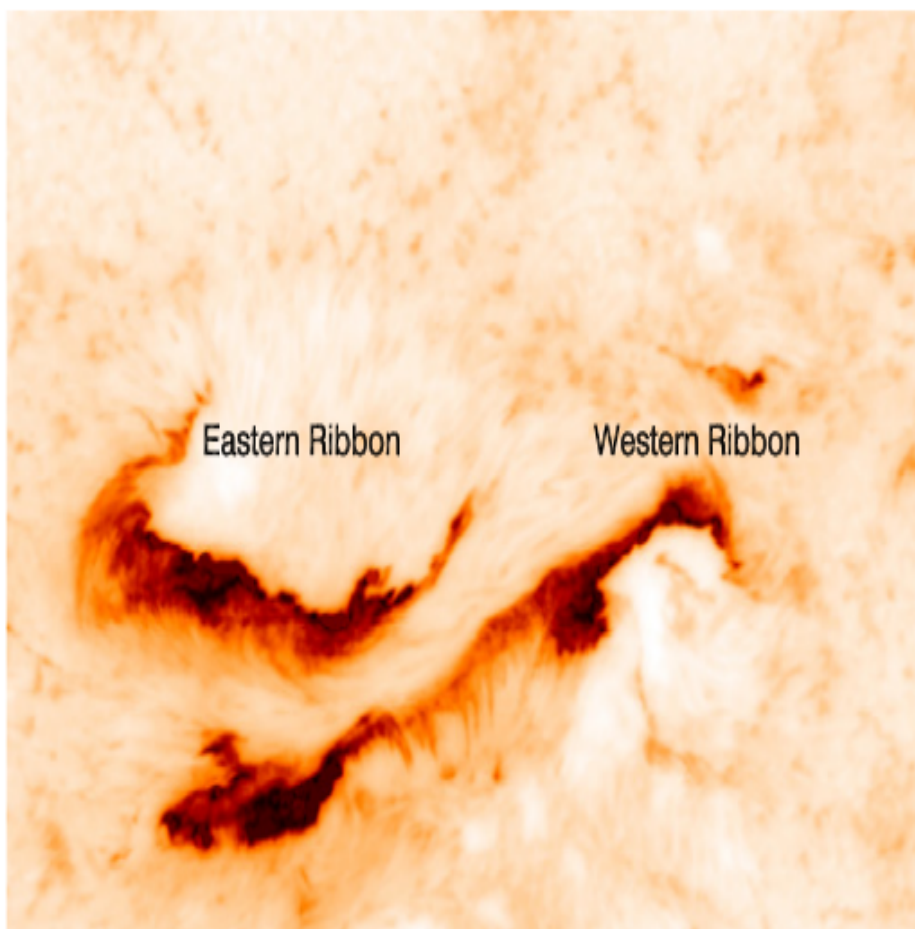


图 1.3: 2011年2月15日的双带耀斑在Ca II H波段的观测图像（引自文献[91]）。

1.3 太阳耀斑的理论模型

³在太阳耀斑的研究历史上曾经提出过很多理论模型来解释其形成和演化过程。随着观测水平的不断进步，这些理论模型被不断修改和完善。现在耀斑的理论模型主要有两类，是分别针对双带耀斑和致密耀斑而提出的。这两种理论模型都是以磁重联作为基本出发点，区别是产生磁重联的磁场位形不一样。

³本节主内容主要参考文献[2, 3, 196]

1.3.1 双带耀斑的理论模型

早在20世纪60年代人们就已经提出了磁重联的概念和初步理论（如Petshek机制[155]），并把磁重联和耀斑模型联系在一起。现在人们普遍认为耀斑的能量是通过磁重联的机制释放出来的，并由此提出了耀斑的标准模型—CSHKP模型[32, 75, 94, 172]。在这种耀斑模型中，磁力线因某种原因发生重联而引起磁能的释放。这些释放的磁场能量则通过高能粒子（如非热电子）或热传导机制沿着磁重联形成的磁力线向下传到色球层，使得色球内的能量增加，从而快速加热色球等离子体，使其温度迅速升高到约10 MK。色球等离子体由于被加热会产生过高的压强，从而迫使热等离子体同时产生向上的运动和向下的运动，这两个过程分别被叫做“色球蒸发”和“色球压缩”。色球蒸发产生的高温气体形成X射线环或EUV环($\log T \approx 6$)，冷却后会产生UV环($\log T \approx 5$)和H α 环($\log T \approx 4$)，同时在色球层产生H α 双带。图 1.4详细给出了这种耀斑模型的产生机制。这种耀斑的标准模型已经被空间和地面的许多观测所证实[4, 52, 122, 145, 159]。

1.3.2 致密耀斑的理论模型

磁流浮现模型[74]是目前比较流行的关于致密耀斑的一种理论模型。磁流浮现模型与上述双带耀斑的模型是不同的。他认为引发致密耀斑的磁重联是由太阳表面的新浮磁流引起的，即对流层中向上浮出的磁环与上空已经存在的磁场相互作用形成日冕电流片，进而触发磁重联，促使磁能快速释放。数值模拟的结果显示磁流浮现模型能够引发致密耀斑[68, 170, 206]。在致密耀斑中，磁流浮现后与上空的磁场发生重联，能够产生高温X射线喷流[169, 171]和低温H α 日浪。

1.4 太阳耀斑的观测

⁴关于太阳耀斑的观测最早可以追溯到1859年9月1日，Carrington和Hodgson在一个大黑子群附近第一次观测到一个白光耀斑。此后随着地面和空间望远镜的不断发展（如天空实验室、太阳极大使者、阳光卫星等），人们对于太阳耀斑的观测也在逐渐增加，对太阳耀斑的认识也发生了很大的变化。太阳耀斑的观测波段范围很宽，包括射电、红外、可见光、（极）紫外（EUV）、X射线

⁴本节主内容主要参考文献[1-3, 196]

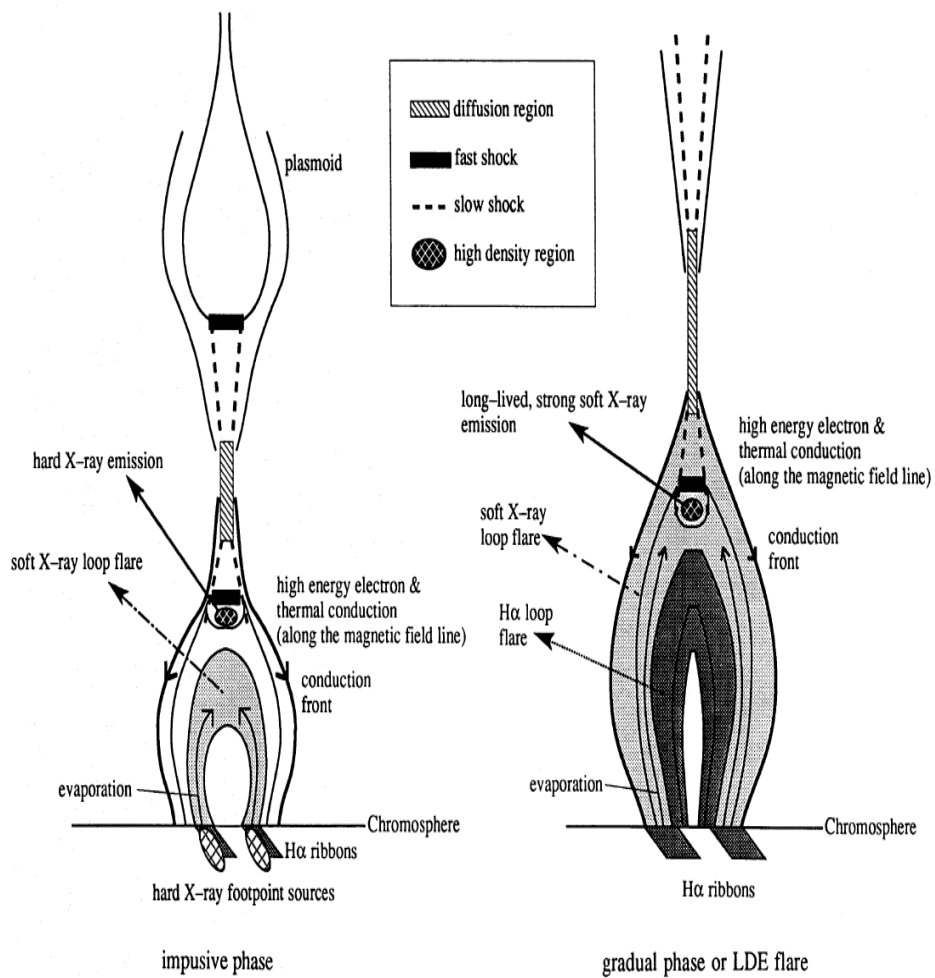


图 1.4: 双带耀斑在脉冲相（左）和缓变相（右）的理论模型示意图（引自文献[116]）。

和 γ 射线等。太阳耀斑的观测手段则主要有成像和光谱两种，下面我们分别介绍这两种观测。

1.4.1 成像观测

成像观测就是太阳在指定波段的单色相。现在的观测技术几乎可以在任意指定波段对太阳进行成像，包括射电成像，红外成像，白光成像，EUV成像，X射线成像，磁图等。太阳耀斑的成像观测可以为我们提供有关耀斑形态和运动以及磁场等方面的信息，使我们对太阳耀斑有一个比较直观的了解，进而为

分析研究其形成、演化和爆发提供了可能。

早期天空实验室 (Skylab) 的成像观测结果显示太阳耀斑一般具有环状结构, 这些环状结构可以一直延伸到日冕, 而且部分耀斑产生于新浮磁流之后。之后的太阳极大使者 (SMM), 阳光 (Yohkoh), 太阳和日球天文台 (SOHO) 以及过渡区和日冕探测器 (TRACE) 等卫星的成像结果更进一步观测到了耀斑环的足点, 耀斑在SXR图像中的尖角结构及HXR双源足点等结构。同时发现了许多和太阳耀斑有联系的爆发现象, 如X射线喷流、CME、暗条等。近年来的一些高分辨的地面和空间望远镜的建成和使用, 更使太阳耀斑的成像观测进入了一个新阶段, 揭示了太阳耀斑的许多精细结构和特征, 如耀斑HXR足点源的运动[114, 145], 耀斑亮核的分析研究[207]等。

成像观测为我们研究耀斑的运动和演化以及形成机制提供了丰富的信息。Schmahl等人[166] (1982) 研究了10个M级以上耀斑, 他们发现在耀斑爆发前, 暗条在EUV和H α 图中都表现出上升的运动。这说明耀斑的发生和暗条的活动密切相关, 暗条的活动可以触发磁重联, 从而引起耀斑的爆发[158]。通过耀斑的多波段成像图和磁图的联合分析研究, 人们还发现耀斑在发生前后, 磁场会有明显的变化, 具体表现为磁通量发生变化, 磁场的梯度会有所增减, 出现磁场剪切等[112, 178, 181, 198]。此外, 成像观测还可以为我们提供有关耀斑的爆发源位置、耀斑的形成高度以及耀斑随时间的演化等信息[122, 165, 179, 180, 194]。

1.4.2 光谱观测

太阳耀斑的光谱观测包含了耀斑爆发过程中的许多物理参数, 如温度、密度、速度 (包括多普勒速度和非热速度) 等。通过对太阳耀斑的光谱观测, 可以使我们更好的了解太阳耀斑的物理过程。太阳耀斑的光谱包括了众多的离子发射线, 如Fe XXI、Fe XXV、Ca XIX、O IV、Si IV、C III等。这些谱线从红外经EUV直到X射电波段。某些谱线, 特别是高温谱线 (如Fe XXI) 只在耀斑期间才会出现, 他们在耀斑一开始就有辐射, 而且随着耀斑的演化而不断增强和加宽。有些谱线 (如Ca II K) 在耀斑期间还会出现明显的红移不对称性[46, 57]。

耀斑的光谱观测可以用来探测其等离子特性, 也就是利用谱线数据研究耀斑期间等离子体的温度和密度。早在20世纪70年代, 利用两条C III线,

Donnelly和Hall[49] (1973) 发现在 6×10^4 K的耀斑辐射区, 其密度大于 10^{12} cm^{-3} 。Mason等人[120] (1979) 则利用Fe XXI线得到在温度为 10^7 K的区域, 其密度小于 10^{13} cm^{-3} 。以后人们利用不同的谱线测到的耀斑爆发期间的密度都基本在这个范围之内[110, 156]。随着观测时间分辨率的提高, 我们更可以研究耀斑区域温度和密度的演化[129]。此外, 光谱观测的数据还可以用来研究耀斑期间的色球蒸发、准周期振荡等问题。这也是本论文的研究内容, 将在以后的章节详细介绍。

1.5 本章小结

太阳耀斑的研究已经有150多年的历史了, 其理论模型也已被人们接受。然而随着观测技术的不断进步, 耀斑的研究还在继续, 其模型在不断被修正, 改进。本论文即以最新的观测数据为基础, 分析研究了耀斑的一些基本问题, 如耀斑期间不同波段的辐射, 色球蒸发的观测证据和准周期振荡现象等。

第二章 观测仪器简介

在本论文中，我们主要利用IRIS卫星[43]的光谱观测，并辅以SDO卫星[45, 154]的多波段成像观测和磁场观测来讨论太阳耀斑的某些特性。

2.1 IRIS卫星

太阳过渡层成像光谱仪（IRIS: Interface Region Imaging Spectrograph）是美国宇航局（NASA）在2013年6月发射的一颗小型探测卫星，其主要目的是探测太阳色球层和过渡区的动力学行为，理解太阳大气中能量的产生和传播过程。他主要由高分辨率的成像望远镜（SJI: slit-jaw images）和光谱仪（SG: spectrograph）两部分组成[42, 153]。

2.1.1 SJI成像观测

IRIS/SJI观测到的最大视场是 $175'' \times 175''$ ，最高的空间像素大小为 $0.166''$ 。SJI可以在6个通道进行成像，其中前2个用来校准。我们用到的数据一般来自后4个太阳成像的观测，他们的中心波长分别在1330、1400、2796和2832 Å，详见表 2.1。

2.1.2 SG光谱观测

IRIS的光谱仪可以得到高空间（ $0.33-0.4''$ ）、高光谱（40或80 mÅ）以及高时间（最高可达1 s）分辨率的紫外（UV）谱线观测。他的紫外光谱又可以进一

表 2.1: IRIS/SJI成像观测的通道（引自文献[153]）。

通道	类型	波长 (Å)	半宽 (FWHM Å)	有效面积 (cm ²)	温度 (log T)
Glass	T	5000	2000	-	-
Broad-band	M	1600	400	-	-
C II	M	1330	40	0.5	3.7-7.0
Si IV	M	1400	40	0.5	3.7-5.2
Mg II h/k	T	2796	4	0.005	3.7-4.2
Mg II wing	T	2832	4	0.004	3.7-3.8

表 2.2: IRIS/SG光谱观测的通道（引自文献[153]）。

通道	波长 ($\text{\AA}$)	Dispersion ($\text{m\AA}/\text{pix}$)	有效面积 (cm^2)	温度 ($\log T$)
FUV1	1331.7-1358.4	12.98	1.6	3.7-7.0
FUV2	1389.0-1407.0	12.72	2.2	3.7-5.2
NUV	2782.7-2851.1	25.46	0.2	3.7-4.2

表 2.3: IRIS/SG主要探测的谱线（引自文献[42]）。

谱线	波长 ($\text{\AA}$)	波长范围 ($\text{m\AA}$)	$\log T$ (K)	探测器
Mg II wing	2820	25	3.7-3.9	3
O I	1356	12.5	3.8	1
Mg II h	2803	25	4.0	3
Mg II k	2796	25	4.0	3
C II	1335	12.5	4.3	1
C II	1336	12.5	4.3	1
Si IV	1403	12.5	4.8	2
Si IV	1394	12.5	4.8	2
O IV	1401	12.5	5.2	2
O IV	1400	12.5	5.2	2
Fe XII	1349	12.5	6.2	1
Fe XXI	1354	12.5	7.0	1

步分为远紫外（FUV：1331.56–1406.79 $\text{\AA}$ ）和近紫外（NUV：2782.56–2833.89 $\text{\AA}$ ）两部分，其中远紫外一般分成两部分，即FUV1（也叫FUVS）和FUV2（也称FUVL），见表 2.2。IRIS光谱的狭缝宽度是0.33″，狭缝的最大长度可达175″。

IRIS光谱仪的谱线包含的温度范围很宽，从4500 K一直到大约10 MK。这几乎包含了太阳大气的所有层次，从光球层到色球层和过渡区并一直延伸到日冕中。其主要的谱线包括低温的Mg II，色球和过渡区的C II、Si IV和O IV，以及高温的日冕谱线Fe XII和Fe XXI等。表 2.3给出了IRIS/SG能够探测到的主要谱线。图 2.1则详细给出了IRIS探测到的宁静太阳中的谱线。

IRIS的光谱观测有多种模式，包括扫描（raster）和定点（fixed）观测，见图 2.2。定点观测也就是固定狭缝的观测，其范围就是沿着狭缝方向的宽度。而扫描观测又分为稠密扫描（dense raster）和稀疏扫描（sparse raster），扫描

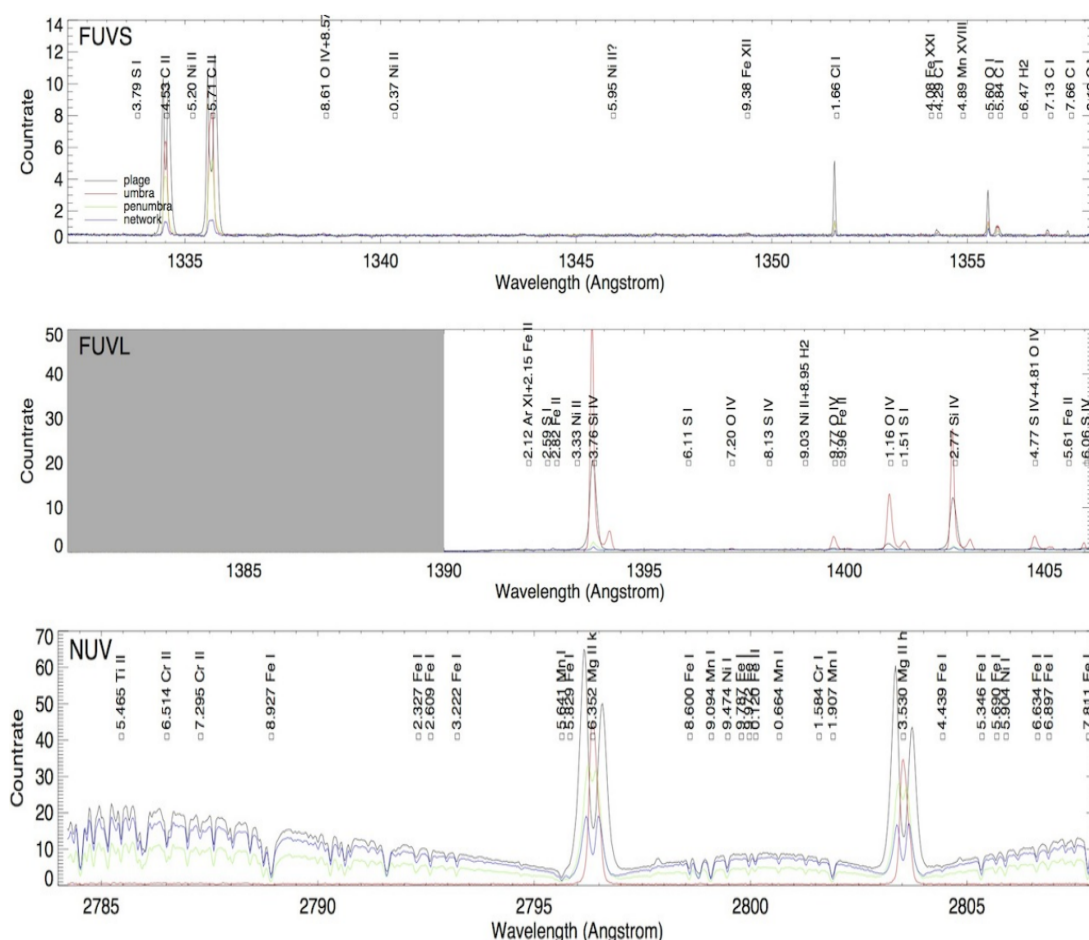


图 2.1: IRIS观测的宁静太阳光谱（引自文献[153]）。

的步长也是可以调节的，一般有4步、8步、16步、64步等。稠密扫描的时候狭缝之间的距离小于或等于狭缝的宽度（ $0.33''$ ），狭缝之间的最小距离可以达到 $0.054''$ 。而稀疏扫描的狭缝之间的距离则要大于狭缝的宽度，且是最小距离的整数倍（ $n \times 0.054''$ ），这种观测模式能够快速扫描比较大的区域，可以用来观测耀斑和CME等太阳上一些比较大的爆发现象。

我们一般从IRIS主页上¹下载的数据都是level 2的，这些数据已经过了IRIS小组的初步校正，包括暗点消除，平场校正，光谱的几何失真和波长的初步校正等。同时各波段level 2的IRIS数据都在空间上进行了对齐，包括光谱和成像[153]，这就保证了我们下载的数据是来自同一个区域的。接下来我们可还以

¹IRIS网站: <http://iris.lmsal.com/>

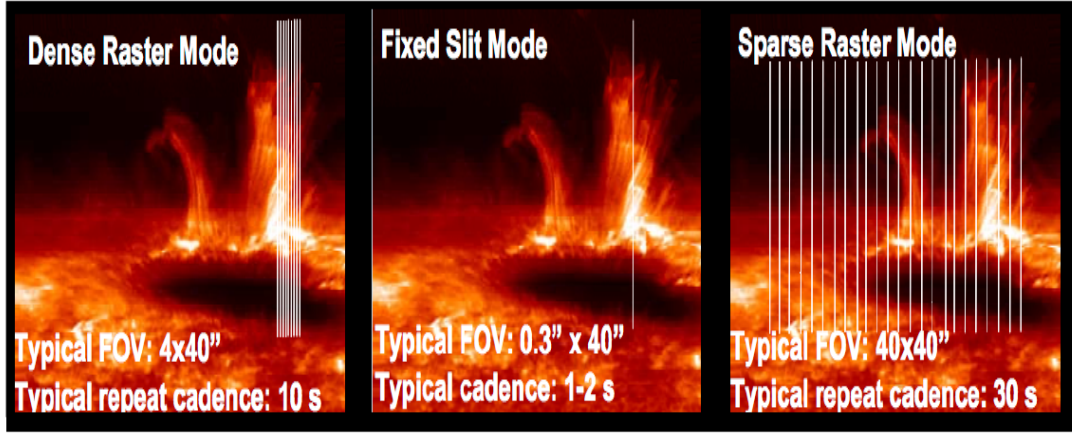


图 2.2: IRIS光谱观测的三种模式（引自文献[42]）。

用IRIS自带的程序对这些数据作进一步校正。比如程序“iris_orbitvar_corr_l2.pro”是用来校正由于卫星轨道变化引起的IRIS光谱失真[189]，程序“iris_prep_despike.pro”则用来消除IRIS图像的噪声[153]。这些程序都已经集成在太阳软件包（SSW）里，可以直接用来对IRIS数据进行校正和预处理。

2.2 SDO卫星

SDO是太阳动力学天文台（Solar Dynamics Observatory）的简称，是NASA在2010年2月发射的用于探测太阳活动的卫星。他主要由三个仪器组成，分别是AIA（Atmospheric Imaging Assembly）[100]、HMI（Helioseismic and Magnetic Imager）[167]和EVE（Extreme Ultraviolet Variability Experiment）[202]。

2.2.1 AIA成像观测

AIA被设计用来对过渡区和日冕进行多波段的全日面成像观测，这些多波段成像几乎是同时的。AIA具有高空间分辨率（1''）和高时间分辨率（12或24 s）。他包括4个望远镜，可观测7个极紫外（EUV）和2个紫外（UV）以及1个白光共10个波段的全日面图像。表 2.4详细给出了各个波段的参数。AIA包含了10个不同波段的成像，其不同波段的空间分辨率是一致的，但时间分辨率却不同，比如在EUV波段的时间分辨率是12 s，而在UV波段却是24 s，在白光的时间分辨率是1 h。这些不同波段的太阳图像为我们提供了太阳大气中不同层

表 2.4: AIA仪器10个波段的参数（引自文献[100]）。

波长(Å)	谱线	太阳大气	温度 (log T)
4500	连续谱	光球	3.7
1700	连续谱	温度极小区, 光球	3.7
304	He II	色球, 过渡区	4.7
1600	C IV+cont.	过渡区, 光球上层	5.0
171	Fe IX	宁静日冕, 过渡区上层	5.8
193	Fe XII, XXIV	日冕和热的耀斑等离子体区	6.1、7.3
211	Fe XIV	活动日冕	6.3
335	Fe XVI	活动日冕	6.4
94	Fe XVIII	耀斑日冕	6.8
131	Fe VIII, XXI	过渡区, 耀斑日冕	5.6、7.0

次的信息。

一般供下载的AIA数据都是level 1.0的, 这些数据已经被AIA小组的成员进行了初步的校正(包括平场校正, 暗流校正等), 去除了坏点和噪声(spikes)。我们把数据下载后一般都用命令“aia_prep.pro”(集成在SSW里)做进一步的校正, 使数据转化为level 1.5。这样所有波段的AIA图像就基本对齐了, 太阳日面的中心就是图像的中心, 而图像的上方则对应太阳的正北方向。同时所有图像都有相同的比例(pixel scale), 即每个像素点对应0.6"的大小(pixel size)。这里需要注意的是由于level 1.0的数据已经去除了噪声, 如果研究耀斑亮核(flare kernels)等小尺度现象, 一般需要用命令“aia_respike.pro”将数据恢复到原始状态。这是因为有些耀斑亮核会被当做噪声而删掉[207]。

在AIA和其他仪器的联合观测研究中(比如AIA 131 Å和IRIS Fe XXI的观测), 一般会用到其响应函数。SSW里的命令“aia_get_response.pro”可以计算EUV波段的仪器响应函数[45]。图 2.3给出了AIA在7个EUV波段的仪器响应函数。

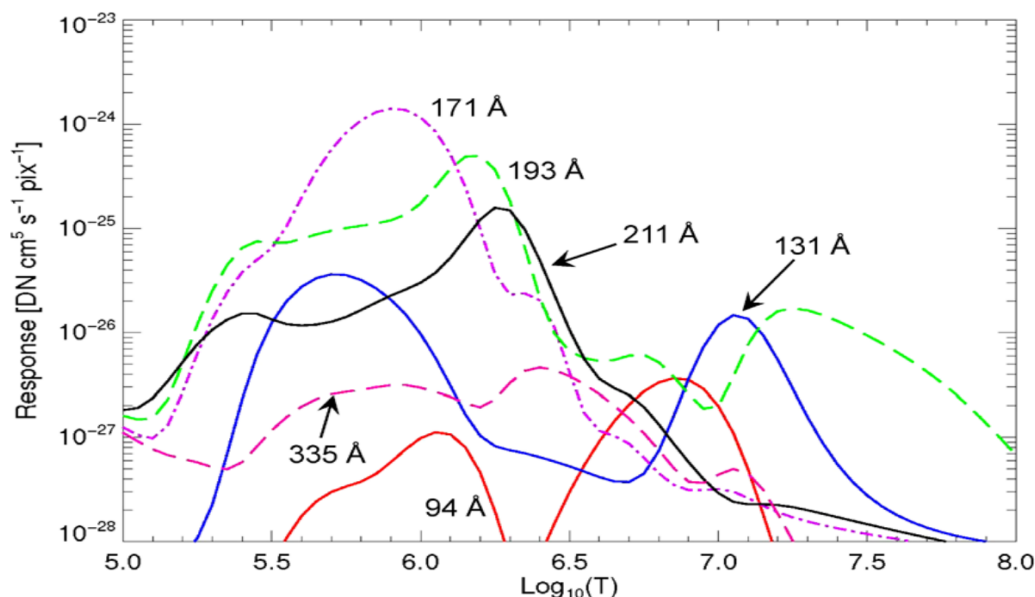


图 2.3: SDO/AIA在EUV波段的温度响应函数（引自文献[100]）。

2.2.2 HMI磁场观测

HMI被设计用来研究太阳表面（或光球）的振荡和磁场，他在6173 Å对太阳进行全日面成像。HMI有4种类型的数据，用来研究太阳表面速度场的多普勒成像图，用来研究太阳光球宽波段成像的连续谱成像图，用来研究太阳光球磁场的视向(LOS)磁场图和矢量磁场图。

一般用来与AIA的多波段观测比较分析的是HMI的LOS磁图，这也是本论文中用到的HMI数据。其空间分辨率为1″，时间分辨率是45 s，磁场测量精度约为10 G²。与AIA的处理类似，下载的LOS磁场数据经过程序“hmi_prep.pro”（集成在SSW里）校正后与AIA图像具有相同的中心、方向和像素比例，可以直接比较分析。

2.2.3 EVE光谱观测

EVE能够在很宽的波长范围（0.1–105 nm）内探测太阳的EUV辐射，他的光谱分辨率可达0.1 nm，时间分辨率为10 s，准确度是20%[202]。

²HMI网站: <http://hmi.stanford.edu/Description/hmi-overview/hmi-overview.html>

2.3 其他卫星

本论文中除了使用IRIS和SDO卫星的观测数据外，还用到了其他卫星的一些观测数据进行联合分析。下面简单介绍一些本论文中用到的其他卫星观测数据。

2.3.1 GOES

GOES（地球同步运转环境卫星，Geostationary Operational Environmental Satellites）是由美国国家海洋和大气管理局（NOAA）来监管的，从1974年开始工作一直到现在[10]。一般认为由GOES观测到的0.5–8 Å的软X射线流量是来自太阳耀斑的，因此这个波段的软X射线流量就被用来对太阳耀斑进行实时监测。GOES的软X射线流量有两个基本的通道，较软的1–8 Å通道和较硬的0.5–4.0 Å通道。通常1–8 Å的X射线流量就足够用来监测太阳耀斑，而0.5–4.0 Å的X射线流量则能够为我们提供更多的关于日冕等离子体的信息[71]。

2.3.2 RHESSI

高能太阳光谱成像探测器（RHESSI: Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager）是NASA于2002年2月发射的一颗主要用来探测太阳耀斑中高能粒子加速和释放过程的卫星。它能够对太阳在X和 γ 射线波段进行成像和能谱的观测。RHESSI的空间分辨可以达到 $\sim 2.3''$ ，视场范围（FOV）则覆盖了整个太阳表面（ $\gtrsim 1^\circ$ ）。RHESSI探测的能量范围从软X射线（ ~ 3 keV）经硬X射线一直到 γ 射线（ ~ 20 MeV），其能谱分辨率大约在1–10 keV之间（以FWHM计算）。RHESSI探测器的时间分辨率约为0.01 s[109]。

RHESSI的图形用户界面（GUI）可以对RHESSI数据进行分析处理，从而得到相关的图像，能谱或光变曲线。这个GUI已经集成在SSW里，其用法和各项功能都在HESSI GUI的指导里³。

2.3.3 Fermi

费米伽玛射线太空望远镜（Fermi）是NASA在2008年6月发射的主要用于研究宇宙中高能现象（ γ 爆）的卫星。它搭载了两套主要的科学仪器，分别是

³http://hesperia.gsfc.nasa.gov/ssw/hessi/doc/gui/gui_help.htm

大面积望远镜 (LAT) 和伽玛射线爆 (GBM)。其中LAT主要用来研究较高能 (>20 MeV) 的 γ 爆。GBM则主要用来探测X射线爆和较低能的 γ 爆, 主要探测能段在约8 keV到40 MeV。GBM包含了12个碘化钠 (分别为n0–n9, na和nb) 和2个锗酸铋 (b0和b1) 探测器[20, 123]。这些探测器位于卫星的不同位置, 当他们朝向太阳时就可以探测到来自太阳的X (或 γ) 射线流量辐射。

Fermi/GBM的数据有两种类型, CSPEC和CTIME。CSPEC类型的数据有128个能量通道, 能量分辨率比较高, 但时间分辨率比较低, 在宁静的时候是4.096 s, 当有爆发时自动转化为1.024 s。CTIME类型的数据只有8个能量通道, 但他的时间分辨率很高, 在宁静的时候是0.256 s, 当有爆发时自动转化为0.064 s。这两种类型的数据都可以用OSPEX软件来处理, 这个软件已经集成在SSW里, 详见Fermi/GBM数据分析的网站⁴。

2.3.4 STEREO

STEREO (日地关系天文台, Solar Terrestrial Relations) 是NASA在2006年2月发射的两颗太阳卫星 (STEREO_A和STEREO_B), 他们分别位于地球绕太阳公转轨道的前方和后方, 因此可以从不同的角度观测太阳。这组卫星上搭载的仪器主要有4套: 日地关联日冕和太阳风层探测器 (SECCHI)—主要用来研究日冕物质抛射 (CME); 离子和日冕物质抛射暂现原位测量装置 (IMPACT)—用来研究高能粒子; 等离子体和超热离子构件 (PLASTIC)—主要用来探测质子、 α 离子等重离子; STEREO/WAVES (SWAVES)—用来探测太阳的射电爆发。其中SWAVES主要的工作频段在0.125–16.075 MHz, 主要测量的是非热射电谱[163]。目前我们从网上得到的射电动态谱的时间分辨率是1分钟。

2.4 本章小结

随着科学技术的不断发展, 空间观测的技术逐步提高。特别是一些高分辨率卫星如IRIS, SDO等的发射, 为太阳的研究带来了机遇。本论文即以IRIS和SDO的观测数据为基础讨论太阳耀斑爆发过程中的一些基本问题。

⁴http://hesperia.gsfc.nasa.gov/fermi_solar/analyzing_fermi_gbm.htm

第三章 太阳耀斑的IRIS和SDO联合观测

3.1 引言

耀斑在脉冲相期间，其位于色球层和X射线的辐射会突然增强[64, 66]。这些辐射集中在一些小的耀斑亮核（flare kernels）或较长的耀斑带上，他们都是色球迅速加热的地方，从而使得当地等离子体温度迅速升高进而驱动他们向高层日冕运动，这些过程一般与磁场的活动有关[18, 121, 144, 186]。这些小的耀斑亮核一般认为是日冕磁重联在色球的表现[67, 70, 159]。过去的光谱观测已经证明了色球蒸发的典型特征是高温谱线的高蓝移和低温谱线的红移辐射[7, 126, 186, 207]。

众多观测结果显示耀斑亮核在AIA的所有EUV波段会同时增亮[28, 65, 207]。Brosius和Holman（2012）[28]分析比较了AIA成像观测和CDS光谱观测，他们的结果显示在一个GOES B4.8级的小耀斑中，作为其重要组成部分的热通道（如94 Å和131 Å），他们的增亮主要来自过渡区和低日冕谱线辐射的贡献。另一方面，Fletcher等人（2013）[65]则认为在一个M1.0的耀斑中所有131 Å的增亮均来自高温等离子（温度高于10 MK）辐射的贡献。在一个2011年2月16日的M1.1级耀斑中，Young等人（2013）[207]分析了EIS的光谱数据，他们发现几乎所有的辐射测量（EMs）都横跨了所观测到的温度范围，从0.1直到10 MK，然而他们并没有讨论这些增亮对AIA通道辐射的贡献。理论和观测研究指出在耀斑期间的AIA 131 Å成像中，其主要贡献来自Fe XXI 128.75 Å这条日冕谱线[131, 150]。而相同的离子Fe XXI还可以产生波长为1354.08 Å的很强的耀斑谱线，可以在IRIS的光谱中被探测到。因此，通过比较IRIS和AIA同时的耀斑观测数据就可以确定Fe XXI这条谱线的辐射对131 Å辐射增亮的贡献，从而可以解决低温等离子体辐射对131 Å辐射的贡献问题。我们使用相同的离子有一个好处就是两条谱线的比率不依赖于离子的电离度，而仅仅对温度有着很弱的依赖关系。

在光谱观测的研究中，波长为1354.08 Å的这条禁戒线Fe XXI经常被用来研究耀斑期间高温等离子体的动力学等问题[35, 50, 58, 80, 92, 121, 201]。就在最近，Young等人（2015）[208]报道了高空间和高光谱分辨率的IRIS对一

个X1.0级耀斑的研究。他们观测研究了来自耀斑亮核和耀斑环中的Fe XXI（温度大约为10 MK）辐射，结果支持耀斑过程中的色球蒸发模型。早期Mason (1986) [121]的观测结果就显示日冕谱线Fe XXI经常与色球发射线C I混合在一起[121]。而通过对高光谱分辨率数据的分析研究，Young等人 (2015) [208]指出在耀斑亮核辐射中，Fe XXI可能与更多的（除C I之外）色球发射线混合在一起，甚至可能与分子谱线混合在一起。例如，使用SUMER的光谱观测数据，Innes等人 (2008) [79]在X射线环的足点处发现了氢分（H₂）子谱线。因此，为了能够尽可能准确的估算Fe XXI的辐射度（EMs），必须考虑这些色球发射线的强度在耀斑期间对Fe XXI辐射强度的贡献。这里我们分析研究了耀斑环和耀斑亮核的IRIS光谱，发展了一套算法来同时拟合日冕谱线Fe XXI和混合发射线以及连续谱线。

在本章中，我们利用IRIS的光谱观测得到了Fe XXI 1354.08 Å的EMs，利用SDO/AIA的成像观测计算了同时期同位置的131 Å通道的EMs，然后通过比较他们的EMs得到了温度较低的发射线在耀斑亮核位置对131 Å通道成像的贡献。最后我们发现在SDO/AIA 131 Å的辐射中，在耀斑环的位置IRIS探测到的Fe XXI的发射大约占了80%，而在耀斑亮核位置Fe XXI的发射则大约只占了40–80%。假设有额外20%的Fe XXI辐射是来自连续谱的贡献[131]，那么在耀斑亮核位置就有高达52%的131 Å通道的辐射是来自低温等离子体的贡献。

3.2 观测数据

本章中我们观测的活动区编号是AR 11875，该活动区在2013年10月24日16:39 UT到10月25日02:46 UT这一段时间内一共产生了4个C级耀斑。其中的两个太阳耀斑分别在20:10 UT和22:05 UT（图 3.1）达到最大值，文中分别称其为耀斑 1和耀斑 2。我们得到了同时间和高质量的IRIS光谱和AIA的成像数据。而关于其他两个耀斑，较早期的SDO/AIA成像偏离日面中心较大，而在21:09 UT左右的IRIS光谱数据则由于被很多高能粒子轰击而产生了很大的噪声，因此这两个耀斑的数据不适用于本次研究。图 3.2给出了我们所研究的两个耀斑在AIA 131 Å和其对应时间的IRIS/SJI 1400 Å的成像观测，两个耀斑的GOES SXR的流量曲线见图 3.1，其中耀斑 1的峰值大约在20:10 UT，而在大约20:22 UT时结束，耀斑 2则在22:10 UT达到其最大流量，然后结束于大约22:15 UT。这两个耀斑的时间正好对应于IRIS光谱观测的第6次和第9次扫描。

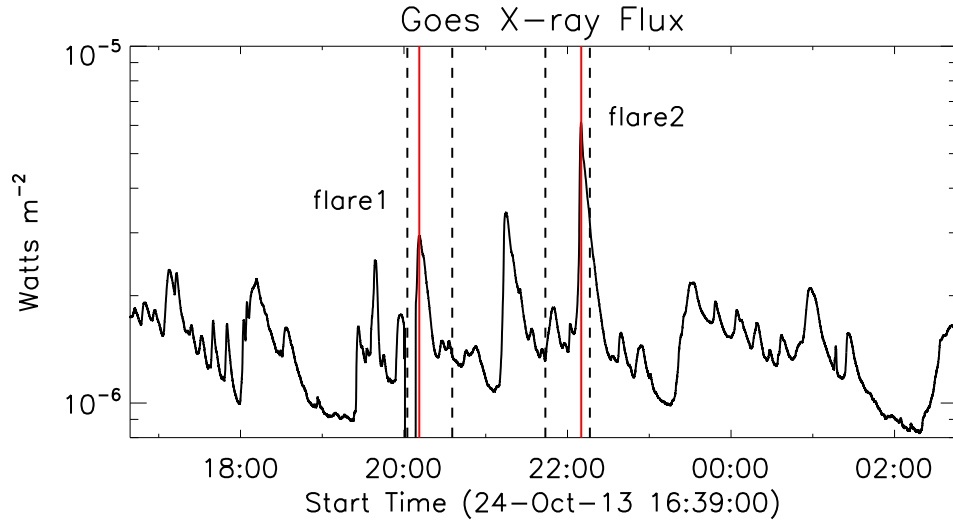


图 3.1: GOES在1.0–8.0 Å的SXR流量曲线。两条竖直的实线分别标出了耀斑1和耀斑2的峰值时刻，而虚线则分别标出了IRIS第6次（20:02–20:35 UT）和第9次（21:43–22:16 UT）扫描的起止时间。

3.2.1 AIA观测

在本章中，我们选取了SDO/AIA在131 Å和1600 Å两个通道的成像来与IRIS数据比较分析。我们从网上下载的数据是level 1.0的，使用SSW里自带的标准程序处理后变为level 1.5。接下来使用程序“drot_map.pro”从AIA的全日面成像中选取我们所研究的视场大小为420" × 420"的活动区，如图3.2所示。根据以前的观测结果[207]，这样处理过的AIA不同通道的图像之间并不是完全对齐的，他们之间还存在大约1–2个像素点的不确定性。因此为了使AIA不同通道的观测数据（如131 Å和1600 Å）与IRIS的观测数据（如1400 Å）更好的对齐，AIA中131 Å的图像相对1600 Å的图像来说有一些轻微的移动（大约0.5–2个像素点）。

如第二章所述，我们下载的数据已经被AIA小组进行了去噪声处理，如此一来某些耀斑亮核可能会被当作噪声去掉[207]。因此在研究处理这些小的耀斑亮核数据时，最好使用程序“aia_respike.pro”将数据恢复到未去噪声之前。在这次研究中，我们比较了去噪声之前和之后（level 1.0）的数据，图3.2中的‘+’就标出了这些噪声所在的位置。从图中我们可以看出虽然噪声有很多，但是这些噪声所在的位置都是偏离IRIS光谱狭缝的位置（白色虚线）

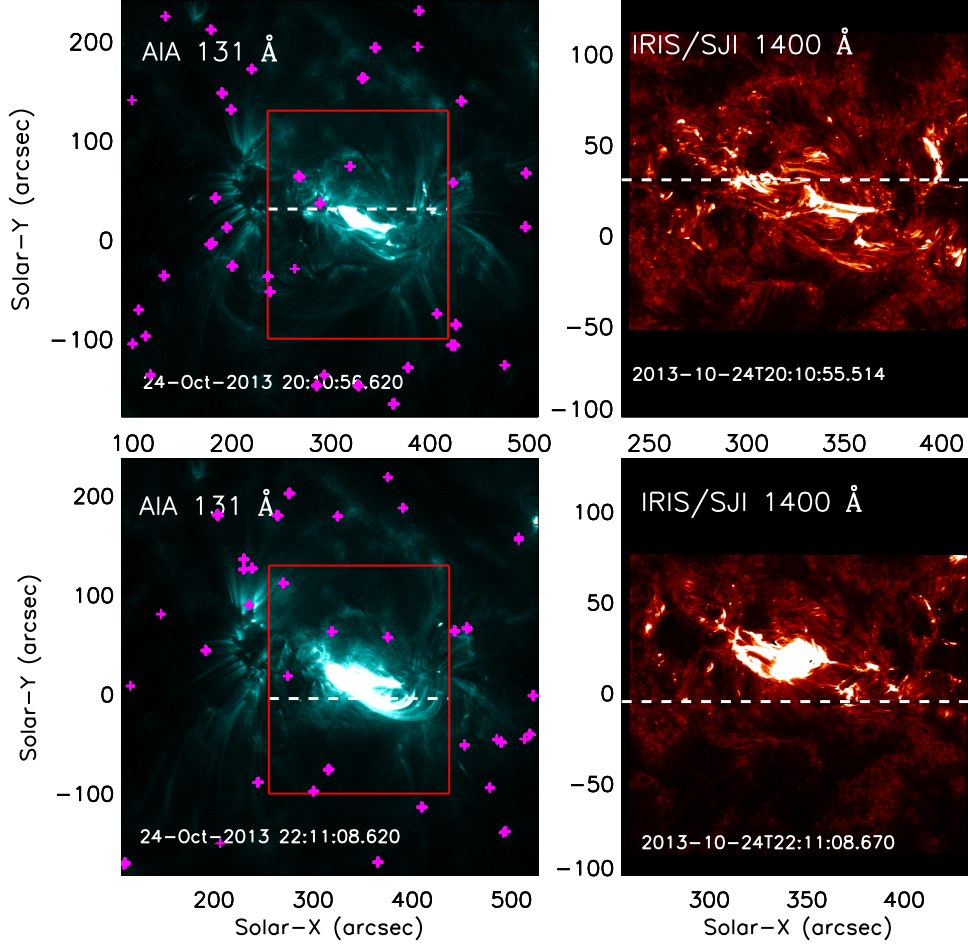


图 3.2: 左: 两个耀斑在AIA 131 Å通道的成像图, 方框给出了IRIS/SJI的视场大小。右: 两个耀斑在IRIS/SJI 1400 Å 的成像图。虚线代表IRIS光谱狭缝在图中所示时刻的位置。加号（‘+’）标出了在AIA 131 Å成像中被去除的噪声（详见文中）。

的, 也就是说他们不在我们所研究的范围之内。另一方面, 在大耀斑爆发的过程中, AIA的成像观测经常会饱和, 特别是高温通道的131 Å成像更是明显。这里我们研究的两个太阳耀斑都比较小, 在AIA 131 Å的成像中只有很少的像素点出现饱和。而且比较幸运的是这些饱和的点都远离IRIS光谱狭缝的位置, 而在AIA 1600 Å的成像中则根本没有出现饱和的像素点。总之, 不管是处理之前

的噪声点还是成像过程中的饱和点都不会影响我们的结果。

3.2.2 IRIS观测

根据第 二章的介绍, IRIS光谱仪的光谱分辨率很高, 包含三个波段内的光谱观测和四个波长的成像观测。在本章中, 我们要分析的是FUV1波段($1332\text{--}1358\text{ \AA}$)的光谱观测和SJI $1400\text{ \AA}$ 的成像观测。IRIS本次观测的主要目标是探测耀斑的结构和光谱, 因此在遥测技术允许的情况下, IRIS狭缝快速的扫描耀斑爆发所在的活动区, 从而可以得到尽可能长时间的观测结果。最后, IRIS通过扫描得到了64步的狭缝, 而相临两条狭缝之间的距离大约是 $1.01''$, 这样狭缝扫描的区域大小就是 $174''\times 63''$ 。这次观测中IRIS狭缝是沿着太阳的东西方向的, 与南北方向有一个 90° 的夹角。IRIS在观测中还得到了同时期的SJI在 $1400\text{ \AA}$ 的成像图, 其视场大小为 $174''\times 166''$, 成像的时间间隔是32 s。这里SJI $1400\text{ \AA}$ 的图像主要用来与同时时间的AIA $1600\text{ \AA}$ 图像进行对齐。因为在这两个波段的成像中都包含了来自温度极小区的连续谱辐射, 而且这些辐射在增亮的特征物中都占据了主导地位。同时在AIA的像素比例下($0.6''$)对齐也是可行的。图 3.3给出了对齐结果的一个例子。

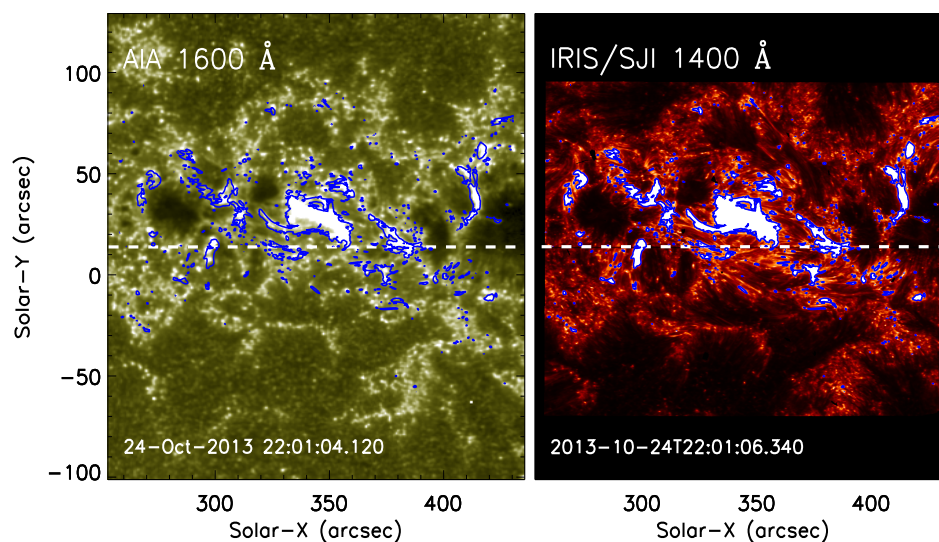


图 3.3: SDO和IRIS成像对齐。左: AIA $1600\text{ \AA}$ 的成像图。右: SJI $1400\text{ \AA}$ 成像图。虚线是IRIS光谱狭缝的位置, 等值线表示的是SJI在800 DN大小的轮廓。

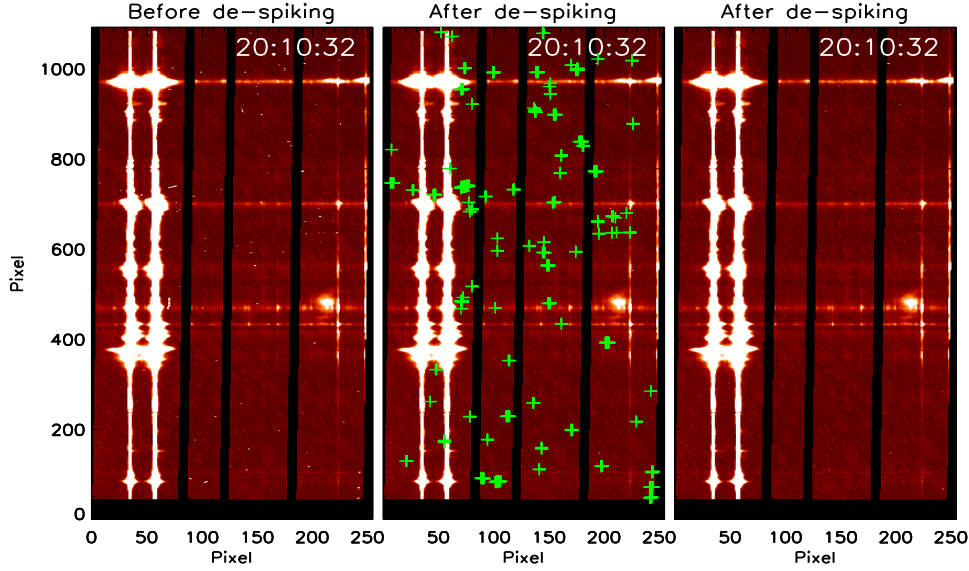


图 3.4: IRIS光谱去坏点之前（左）和之后（右）的扫描图。中间是去坏点之后的图，加号（‘+’）标出了坏点的位置。

IRIS光谱观测的时间间隔是31.6 s，每次扫描有64步，曝光时间为30 s。这样IRIS每次扫描的时长大约是33分钟42秒，在本次观测中共有18次扫描，因此观测时间大约有10个小时。沿着IRIS狭缝方向的像素尺寸达到了其最高分辨率，即 $0.166''$ 。然而其光谱分辨率却不是IRIS的最好分辨率，为了节省遥测成本，4倍像素的光谱约束使我们得到了一个被限制的光谱窗口。在本次分析中，我们使用的耀斑爆发期间的谱线包含在4个IRIS光谱窗口中，分别是‘C II、1343、Fe XII和O I’窗口，在IRIS观测的波长范围内，他们都位于短波长的FUV1波段。这里光谱分辨率是 $4 \times 12.72 \text{ m\AA/pixel}$ ，约相当于 $10.88 \text{ km s}^{-1}/\text{pixel}$ 。

我们下载的是IRIS level 2的数据。这些数据已经被IRIS小组进行了初步的处理和校正。然而我们发现有些数据还是被高能粒子轰击造成的坏像素点所严重影响。这些坏点强度的突然变化会影响IRIS的光谱拟合结果，因此必须去掉。我们发展了一个去噪声的程序来探测并去除这些坏点。这个程序首先是判定识别坏点，那些单独的或孤立的点就被认为是坏点被自动去掉。注意这里只有单独的或比较孤立的点才被去掉，那些由于谱线突然加宽而引起的强度变亮的区域则被保存。图 3.4给出了我们程序去除坏点的一个例子，可以

看出还是比较好的去除了坏点，并较完整的保留了光谱信息。这里我们没有使用IRIS自带的去除噪声程序，因为我们开始处理这组数据的时候，相关程序还没有公布。此外，由热漂移（thermal drifts）和卫星轨道变化引起的光谱移动（spectral shifts）也被进行了校正，用的是SSW软件包里的IRIS标准程序“iris_orbitvar_corr_12.pro” [36, 153, 189]。

3.2.3 耀斑带的光谱

耀斑带的光谱观测显示他由许多稍窄的，比较亮的发射线组成。高温日冕谱线Fe XXI的辐射与许多已知的和未知的发射线辐射混合在一起，这些混合的发射线来自中性或单次电离的谱线，也有一些分子辐射产生的谱线。因此，为了得到比较可信的Fe XXI强度，我们首先需要提取那些混合发射线的强度。通过对其他更高光谱分辨率的耀斑亮核的IRIS光谱数据进行分析，我们已经找出了主要的混合发射线。同时对这些光谱数据的分析还让我们在其他IRIS窗口中找到了与这些混合发射线行为相似的发射线。图 3.5给出了这样的一个例子，他显示的是2013年10月24日的耀斑在其足点处的光谱，其中列出了一系列发射线。为了进行对比，我们给出了从2013年10月12日耀斑中探测到的色球发射线和Fe XXI线，这里光谱给出的是IRIS全光谱分辨率（12.72 mÅ/pixel），如图 3.6所示。

在IRIS ‘OI’ 的窗口中，与日冕高温线Fe XXI混合的色球发射线，除了比较明显的C I 1354.29 Å外，主要还有在1353.02、1354.01和1354.76 Å的Fe II线，在1353.72 Å的Si II线，在1353.32、1353.39和1352.74 Å的未知谱线。为了得到Fe XXI的谱线强度，我们固定和限制了这些发射线的线心位置和谱线宽度，把他们的谱线强度约束在其他相似离子的发射线（这些用来限制的发射线是比较孤立和好辨认的）上，他们有一个固定的强度比（详见表 3.1）。这样一来，总共17条高斯函数叠加在一个线性背景上的多高斯拟合被应用到IRIS的FUV1波段（如1333.01–1355.55Å），这个波段横跨了IRIS的4个光谱观测窗口。表 3.1列出了在多高斯拟合程序中使用的17条谱线。其中那些线心位置被固定的谱线由上标 ‘1’ 标出。上标 ‘2’ 标出的则是两条Si II线，他们的线心位置被限制在了一定的范围，而且随着孤立的Si II 1350.06 Å线的位置而移动。表中第4列给出了谱线宽度被固定或限制的具体情况。比如，谱线Si II 1353.72 Å在高斯拟合时，他的最大线宽是260 mÅ，不会超出这个值，而谱线Fe II 1353.02 Å的宽度则被固定为一个常数（41 mÅ）。这些混合谱线的峰值强度则被强制与他们

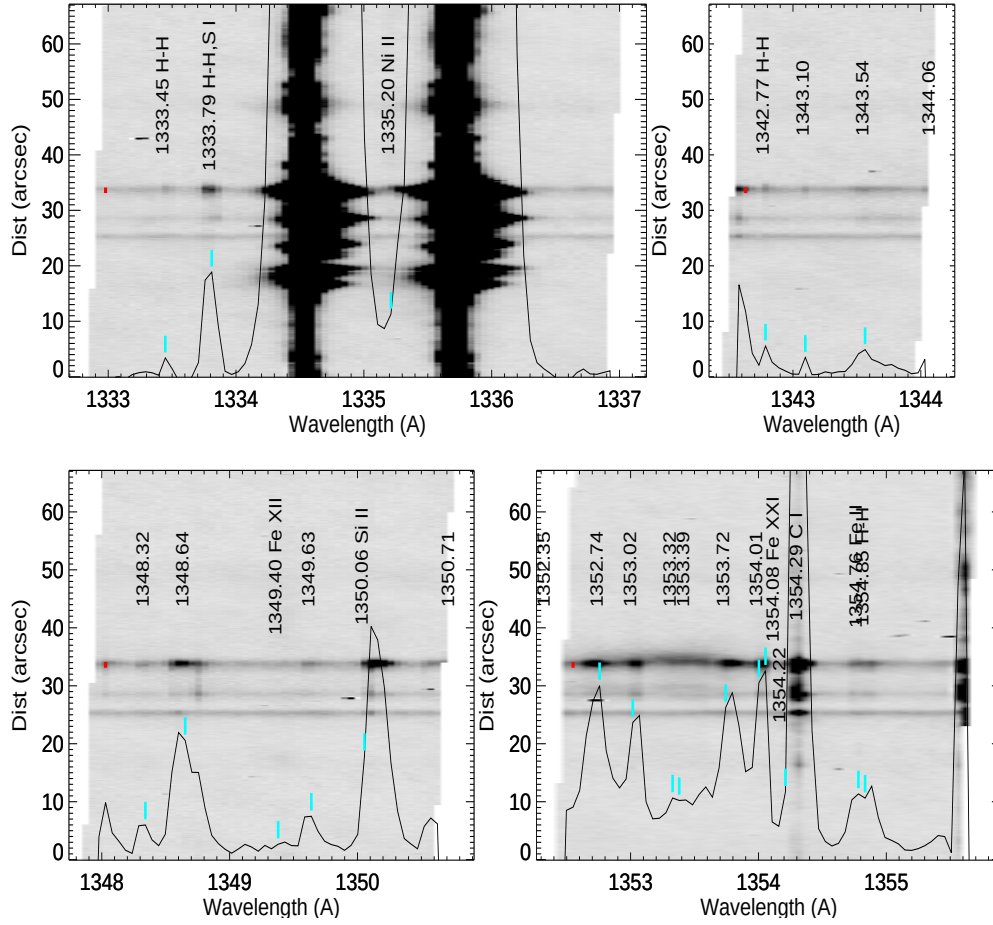


图 3.5: 2013年10月24日爆发的耀斑足点处的光谱图。黑色曲线代表的是红短线所标区域的平均谱线强度。一些主要的发射线都被浅蓝色的短线标出。

的约束谱线（第5列）有一个固定的比例（第6列）。以谱线Si II 1353.72 Å为例，他的峰值强度就被约束在位于‘Fe XII’窗口的发射线Si II 1350.06 Å的峰值强度上，他们的强度比例是一个常数0.49。图 3.7给出了多高斯拟合在非耀斑区（上）和耀斑区（下）的例子，我们标出了所有用来进行多高斯拟合的17条发射线，同时给出了多高斯拟合的结果（虚线）。从图中我们可以就看出在大多数光谱观测的位置，这个多高斯拟合的方法是比较成功的。

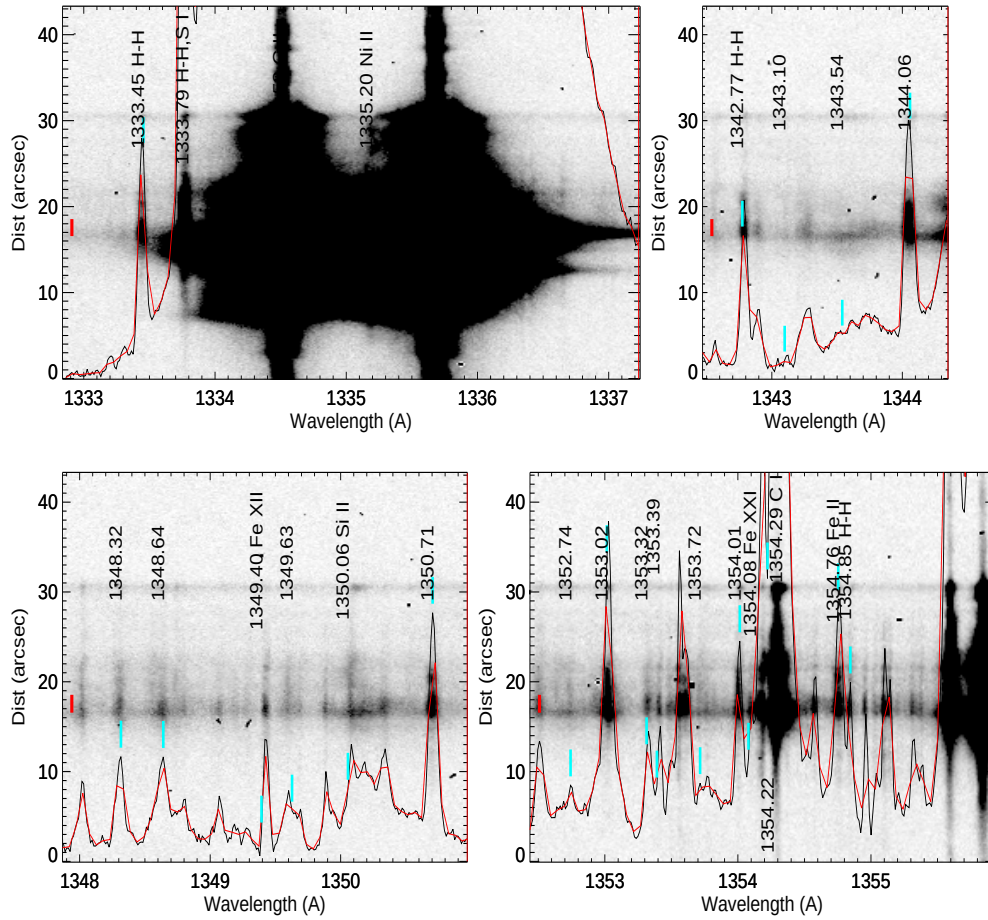


图 3.6: 2013年10月12日爆发的耀斑足点处更高光谱分辨率的光谱图。黑色曲线代表的是红短线所标区域的平均谱线强度。红色曲线则代表了将黑色曲线的分辨率缩小4倍后得到的光谱曲线, 这样就与图 3.5 中的光谱分辨率一致。一些主要的发射线都被浅蓝色的短线标出。

3.3 EMs的估算方法

观测到的强度 (I) 由公式3.1给出。

$$I = E_f \int G(T, n_e) n_e^2 dz \quad (3.1)$$

这里 n_e 是电子密度, T 是电子温度, z 是沿着视向方向的坐标, $G(T, n_e)$ 则指的是包含原子丰度的谱线的贡献函数, E_f 代表的是仪器的有效面积或响应函数。在上述公式中, 观测强度 I 的单位是依赖于 E_f 的单位。正如下面的讨论,

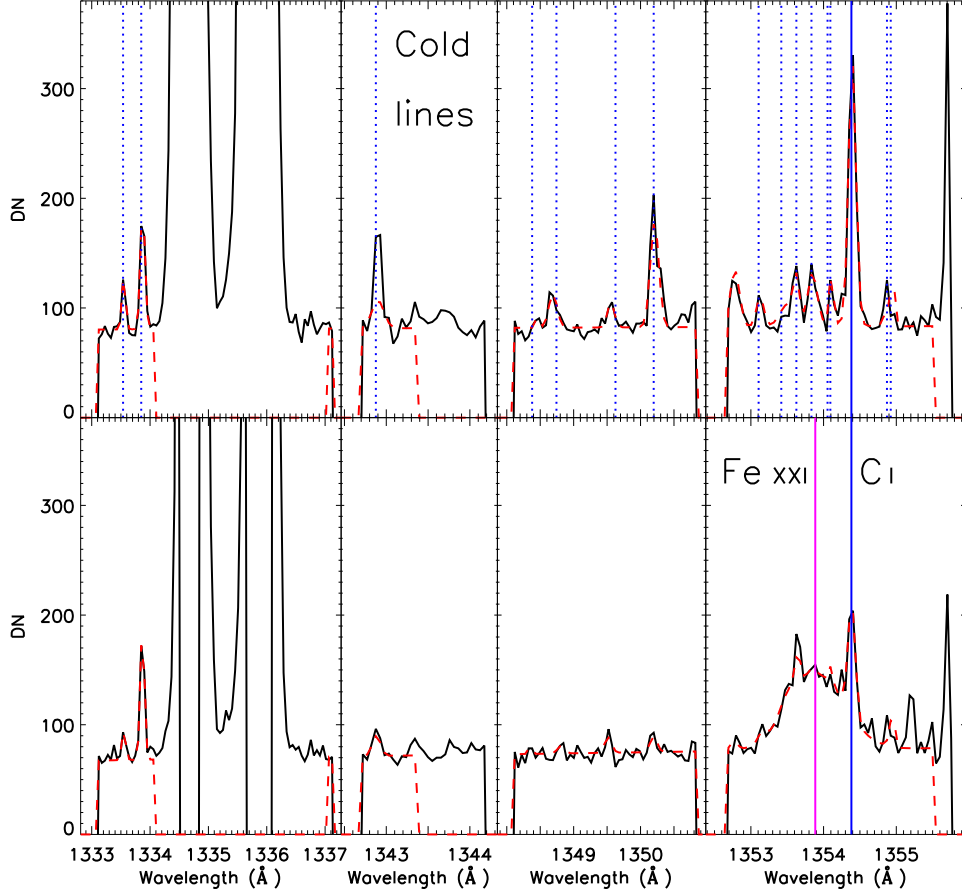


图 3.7: 光谱曲线（黑）和多高斯拟合（红）结果示例图。蓝色虚线标出了低温谱线的位置，紫色和蓝色实线则分别给出了Fe XXI和C I的位置。

IRIS是一个光谱仪，他的强度单位是 DN s^{-1} 。AIA则是一个单色成像仪，他的强度单位则是 $\text{DN px}^{-1} \text{s}^{-1}$ 。为了把观测到的强度转化为发射度（EMs），我们需要除以他们各自的仪器响应函数，需要注意的是在转化过程中单位必须保持一致。由于IRIS和AIA中Fe XXI的贡献函数在其峰值附近温度是急剧下降的，同时他们在太阳大气中的形成高度是相同的，因此贡献函数可以通过积分去掉。在Fe XXI的等离子体中，其辐射度测量可以由公式 3.2 计算得到。

$$EM = \int n_e^2 dz = I / (E_f G(T_{peak})) \quad \text{cm}^{-5} \quad (3.2)$$

表 3.1: 在IRIS四个观测窗口的17条用来多高斯拟合的发射线。

IRIS 窗口	波长 ($\text{\AA}$)	离子	线宽 ($\text{m\AA}$)	约束谱线	强度比例
	1333.45 ¹	H ₂	31	-	-
‘C II’	1333.79 ¹	H ₂ , S I	41	-	-
‘1343’	1342.77 ¹	H ₂	31	-	-
	1348.32 ¹	-	41	-	-
	1348.64 ¹	-	31	-	-
‘Fe XII’	1349.63 ¹	-	41	-	-
	1350.06	Si II	≤ 260	-	-
	1352.74 ²	-	≤ 260	Si II 1350.06	0.54
	1353.02 ¹	Fe II	41	Fe II 1354.76	1.85
	1353.32 ¹	-	88	H ₂ 1342.77	0.79
	1353.39 ¹	-	31	H ₂ 1342.77	1.50
‘O I’	1353.72 ²	Si II	≤ 260	Si II 1350.06	0.49
	1354.01 ¹	Fe II	41	Fe II 1354.76	3.43
	1354.08	Fe XXI	≥ 230	-	-
	1354.29	C I	≤ 130	-	-
	1354.76 ¹	Fe II	42	-	-
	1354.85 ¹	H ₂	31	H ₂ 1342.77	2.0

¹多高斯拟合中线心位置被固定的发射线。

²多高斯拟合中线心位置被限制的发射线。

这里我们把 $E_f G(T_{peak})$ 称为温度响应函数。图 3.9 分别给出了 AIA 131 $\text{\AA}$ 通道（上）和 IRIS FeXXI 1354.08 $\text{\AA}$ （下）的温度响应函数。AIA 131 $\text{\AA}$ 通道的温度响应函数是通过 SSW 中的程序 “aia_get_response.pro” 在默认的压强条件下（来自 CHANTI 的 $10^{15} \text{ cm}^{-3} \text{ K}$ ）计算得到的[21]，在计算的过程中我们已经考虑了基于观测时间的适当校准。此外我们还设置了关键词 ‘chiantifix’ 用来考虑并消除那些不包含在 CHANTI 数据库中的谱线辐射的影响[45, 187]。基于经验的校准[21]，AIA 的响应函数对于高温和低温的耀斑辐射都存在大约 25% 的不确定性。从图 3.9（上）中我们可以清楚的看到 AIA 131 $\text{\AA}$ 有两个峰值，一个峰的形成温度大约为 $6 \times 10^5 \text{ K}$ ，主要来自 Fe VIII，另一个峰的形成温度大

约为 10^7 K，主要来自Fe XXI。另一方面，贡献函数在大约10 MK的主要变化来自电离作用对温度的依赖。IRIS FeXXI来自其基态精细结构之间的能量跃迁，因此他的激发效率（excitation rate）几乎不受温度的影响，但是在密度比较高（ $n_e > 10^{12} \text{ cm}^{-3}$ ）的情况下，他受到碰撞去激发的影响。图 3.8显示了谱线Fe XXI 128.75/1354.08的比率随密度的变化，数据来自CHIANTI[99]。图中我们给出了三种在接近贡献函数峰值温度（ $\log T=6.90$ 、7.05、7.20）情况下的比率变化。结果表明在密度比较低的情况下，谱线比率随温度的变化在整个区域内小于7%。只有在温度低于4 MK的时候，谱线之间的比率对温度的依赖才显得比较明显。假设在临界低密度和温度为11 MK的环境下，我们计算得出了IRIS Fe XXI的温度响应函数。为了使IRIS Fe XXI和AIA 131 Å温度响应函数有比较一致的单位，我们用IRIS光谱数据除以IRIS的辐射转换系数 2960（见[43]）和光谱像素尺寸 0.0128 Å 。在这里，电子压强同样被设为 10^{15} cm^{-3} K。IRIS光谱的辐射转换是基于国际紫外探测器（IUE）的光谱辐射数据，他有大约10–15%(1- σ)的不确定性[43]。AIA和IRIS辐射度的测量都是在相同的压强，元素丰度和电离度环境下计算的。在分析谱线Fe XXI辐射对AIA 131 Å通道辐射贡献的时候，我们假设他们的强度比率是一个常数，而通过上面的分析，这是比较合理的。

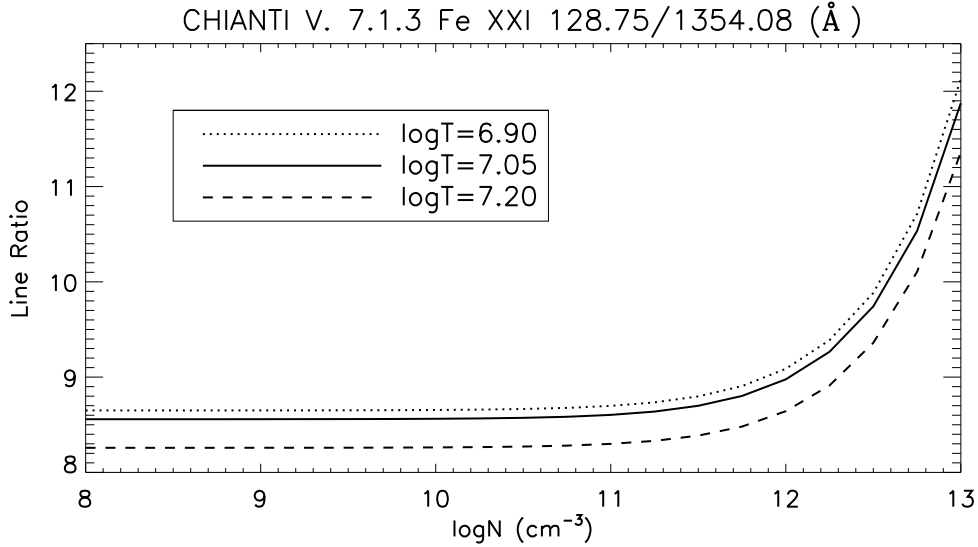


图 3.8: 日冕谱线 Fe XXI 128.75 Å对1354.08 Å的比率在不同温度下随密度的变化。

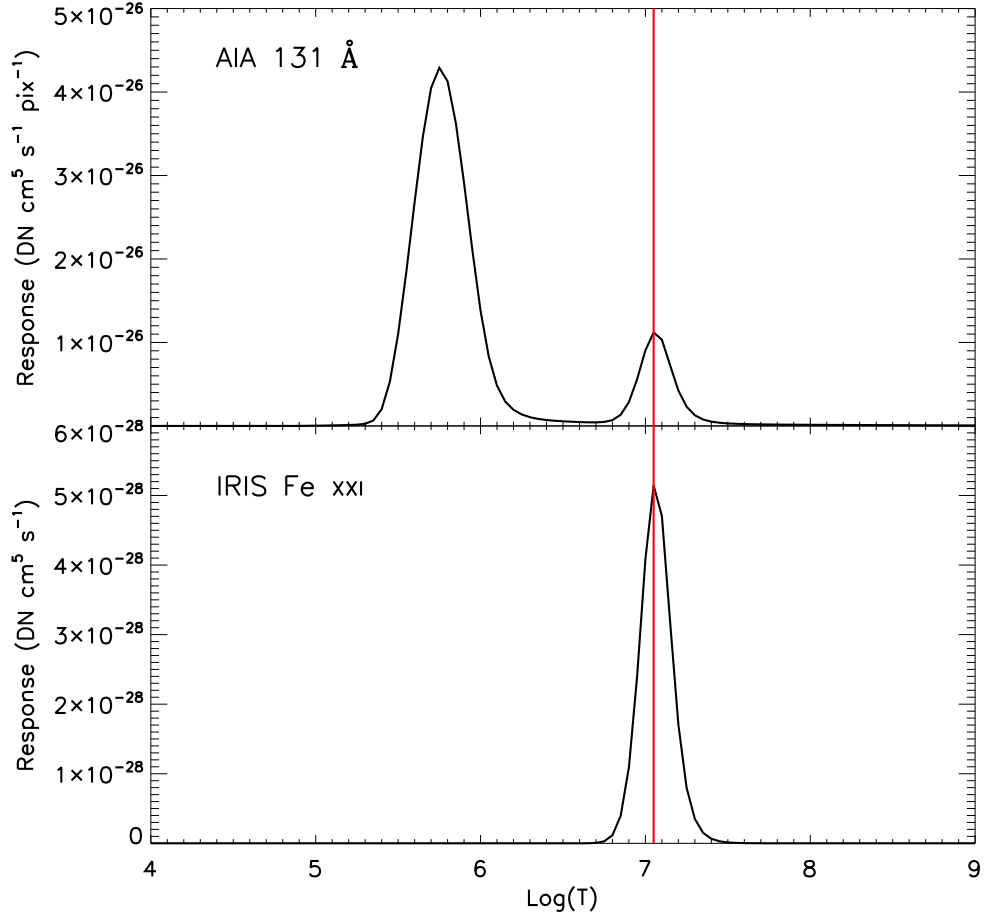


图 3.9: AIA 131 Å (上) 和IRIS Fe XXI 1354.08 Å (下) 的温度响应函数。竖线标出了两条响应曲线共同峰值时的温度, 约为11 MK。

Fe XXI辐射的EMs图可以通过公式 3.2 计算, 其中 I 是观测强度 (DN s^{-1}), 温度响应函数则取温度为11 MK时候的响应函数值。为了对AIA和IRIS的结果进行点对点的比较分析, 我们根据IRIS的光谱扫描 (pseudo-raster) 图, 从AIA的一系列成像观测中选择构造了人为扫描图, 其中选择的AIA图像与IRIS扫描光谱图在时间上都是最接近的, 而人为扫描图的切片则来自IRIS光谱狭缝的位置。沿着狭缝的方向, 每个AIA的像素点 ($0.6''$) 大约是IRIS像素点 ($0.166''$) 的3.6倍。我们将IRIS的像素点整合成和AIA一样多, 所用的方法就

是将AIA每个像素点所包含的IRIS的强度（即3.6个IRIS像素点的强度）进行平均，从而使得这二者的像素点一样多。IRIS扫描的步长（约 $1.01''$ ）大于AIA像素点的尺寸大小（ $0.6''$ ），因此在扫描方向仅使用了单个IRIS像素点的强度。最终，在狭缝方向的IRIS数据被以每3.6个像素点的强度为标准做了平均，这样他们就被限制成了AIA数据的尺寸比例。在IRIS扫描方向，AIA的人为扫描图则来自与IRIS光谱数据在时间上最接近的AIA成像图。

3.4 结果

3.4.1 成像和光谱

在我们的观测时间内，有两个耀斑的IRIS和AIA数据都很好，我们分别称他们为耀斑 1 和耀斑 2，如图 3.2 所示。按照 3.2 小节所述的方法，我们把这两个耀斑的IRIS光谱进行了多高斯拟合，在拟合过程中总共用到了17条高斯函数，而拟合背景则是线性的。在这17条发射线中，我们最感兴趣是日冕谱线Fe XXI $1354.08 \text{ \AA}$ ，其次还有色球发射线C I $1354.29 \text{ \AA}$ 。图 3.10 和 3.12 分别比较了耀斑 1 和耀斑 2 中IRIS Fe XXI 和 C I 的谱线强度图与AIA $131 \text{ \AA}$ 和 $1600 \text{ \AA}$ 的人为扫描强度图。正如图中所显示的，C I 的亮结构与AIA $1600 \text{ \AA}$ 中的辐射增亮对应的很好。我们将C I（或AIA $1600 \text{ \AA}$ ）辐射增强的区域称为耀斑的亮核。在图中的左下方给出了Fe XXI的多普勒速度图，从多普勒速度图上，我们可以清楚地看到Fe XXI在耀斑刚开始的时候显示明显的蓝移速度，而且位于耀斑亮核附近。我们测到的最大蓝移速度为 $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ 。图中右下方给出的是IRIS连续谱的强度图，他们主要来自拟合的背景。

为了仔细研究来自两个耀斑亮核的辐射，我们沿着光谱狭缝从几乎相邻的位置分别截取了三幅IRIS的光谱观测，截取的位置被图 3.10 和 3.12 中的‘+’标出。在图 3.11（耀斑 1）和 3.13（耀斑 2）中，我们分别展示了两个耀斑的光谱图和光谱曲线。这些光谱图来自Fe XXI亮核辐射的第一步扫描以及处于相同位置之前和之后的光谱扫描结果。结果显示我们的多高斯拟合非常好。在这两个耀斑中，日冕谱线Fe XXI表现为一条很宽的谱线，并且位于较窄的色球发射线之下。在这里，Fe XXI谱线强度最主要的不确定来源有三个，分别是对于IRIS光谱背景的拟合，IRIS光谱窗口的边界以及可能的非高斯轮廓的Fe XXI。然而，背景拟合跨过了所有相关的IRIS光谱窗口，因此被进行了相当好的限制和约束。同时光谱窗口的边界只能影响很少的一些位置，比如Fe

XXI的蓝移速度超过 200km s^{-1} 的位置。此外，我们给出的光谱曲线例子显示Fe XXI的谱线几乎都是高斯轮廓的。因此，我们认为绝大多数Fe XXI的拟合结果是可信的。

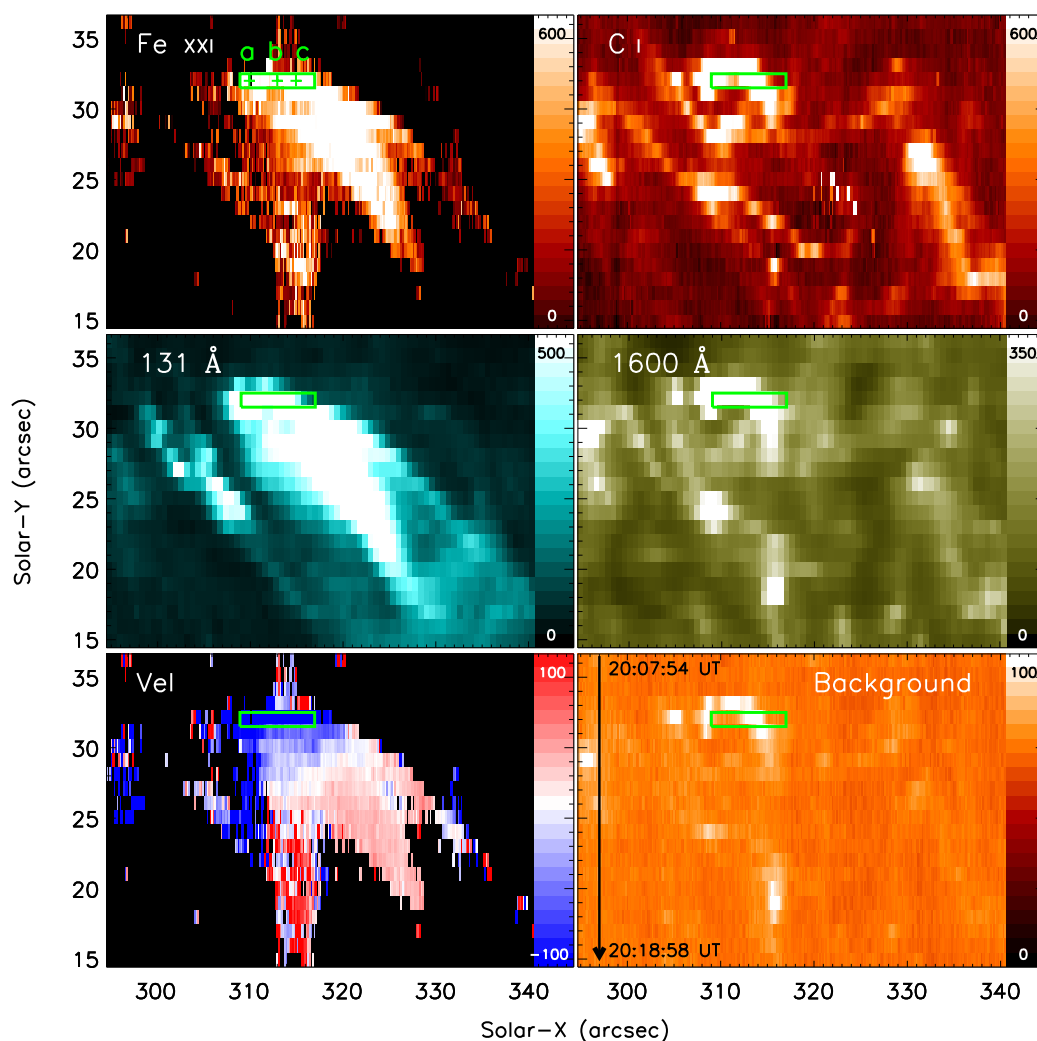


图 3.10: 耀斑 1 的观测结果。上: IRIS Fe XXI 和 C I 的光谱拟合强度图; 中: AIA 131 Å 和 1600 Å 的人为扫描强度图; 下: IRIS Fe XXI 的多普勒速度图和 IRIS 连续谱强度 (背景) 图。绿色方框和 ‘+’ 标出了图 3.11 中所示光谱的区域和位置。箭头则指明了 IRIS 观测的时间方向, 总共有 11 分钟 4 秒。

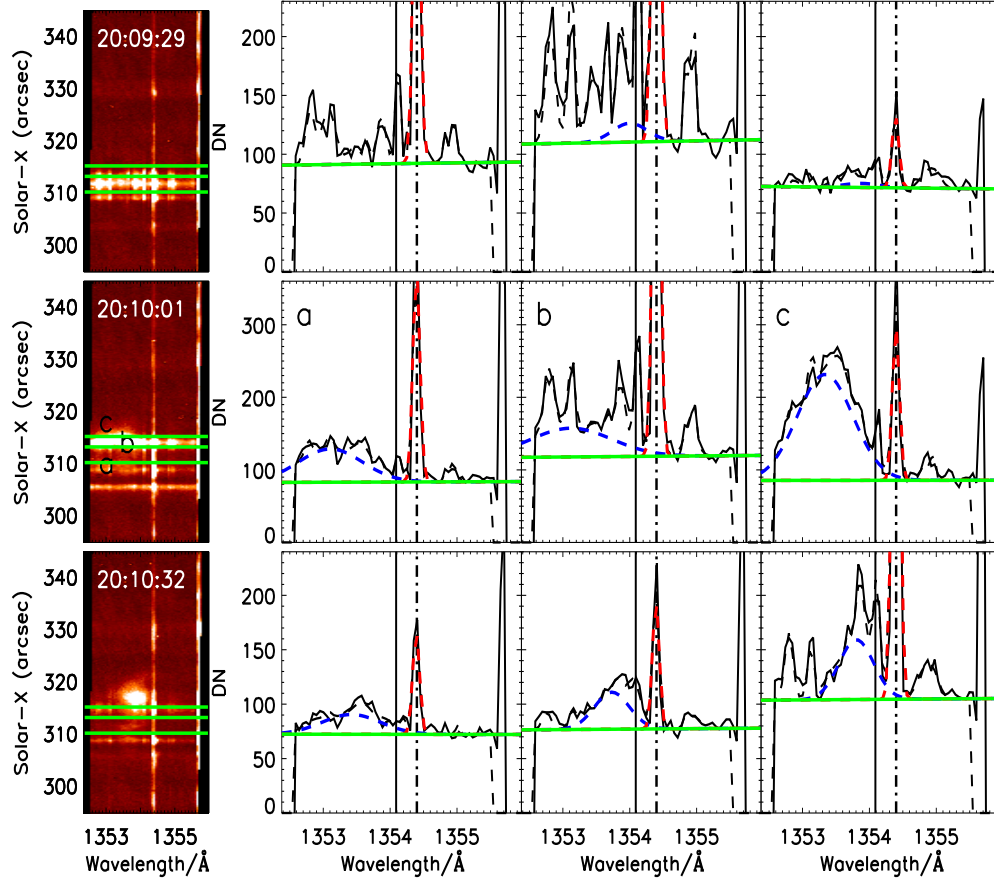


图 3.11: 耀斑 1 中亮核的光谱及其拟合结果。三幅光谱图的时间分别对应图 3.10 中绿色方框所示时刻之前, 之间和之后。光谱曲线 (实) 则来自左图的绿线所示的位置, 虚线代表多高斯拟合的结果, 绿线是拟合的背景, 蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果, 红线则代表了 C I 的拟合结果。竖线分表表示 Fe XXI (实线) 和 C I (点虚线) 的静止线心位置。

3.4.2 AIA 131 和 IRIS Fe XXI 的 EMs

利用公式 3.2, 我们可以很容易估算出 AIA 131 Å 和 IRIS Fe XXI 中等离子体辐射在高温 (约为 11 MK) 的 EMs。图 3.14 给出的是关于耀斑 1 的结果。图中上面显示的是 AIA 131 Å 和 IRIS Fe XXI 的 EMs 图, 他们的 EMs 结果是以对数值的形式给出的。图中的等值线描述的是 IRIS Fe XXI 的轮廓。为了更仔细的分析比较他们, 我们选取了更小的区域 (如图中白色方框所示), 对 AIA 131

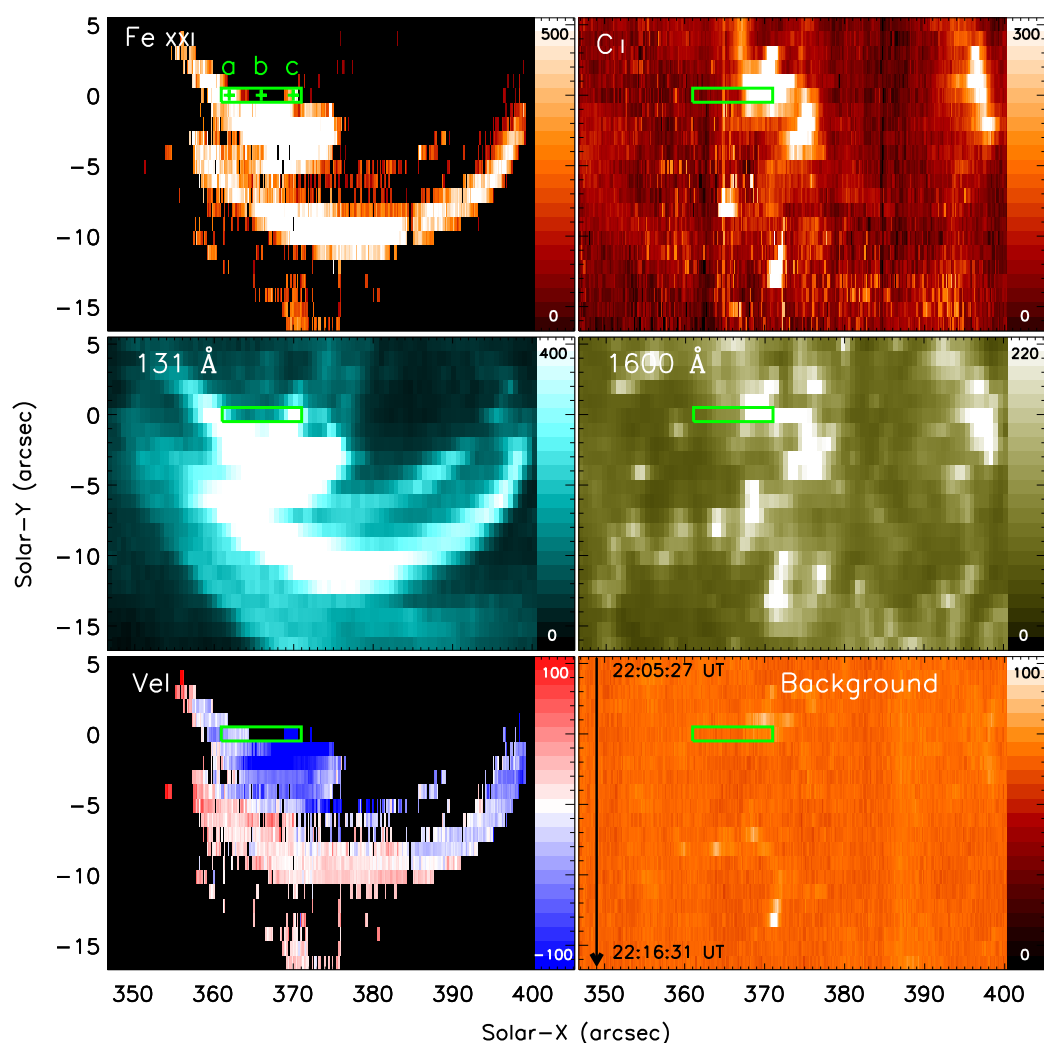


图 3.12: 耀斑 2 的观测结果。上: IRIS Fe XXI 和 C I 的光谱拟合强度图; 中: AIA 131 Å 和 1600 Å 的人为扫描强度图; 下: IRIS Fe XXI 的多普勒速度图和 IRIS 连续强度 (背景) 图。绿色方框和 ‘+’ 标出了图 3.13 中所示光谱的区域和位置。箭头则指明了 IRIS 观测的时间方向, 总共有 11 分钟 4 秒。

Å 和 IRIS Fe XXI 的 EMs 进行逐行逐点的比较研究, 如图 3.14 (下) 所示。图中显示他们的结构对应的非常好。AIA 131 Å 的 EMs 比 IRIS Fe XXI 的 EMs 显得更分散, 其大多数 EMs 值也更大。只有少数特殊的位置 AIA 131 Å 的 EMs 值稍小, 如图中 ‘1’, ‘2’ 和 ‘3’ 所标出的位置。因此为了检查我们多高斯拟合的可靠性, 我们在图 3.15 中给出了这些点 (图 3.14 中数字标出的点) 所在时刻的光

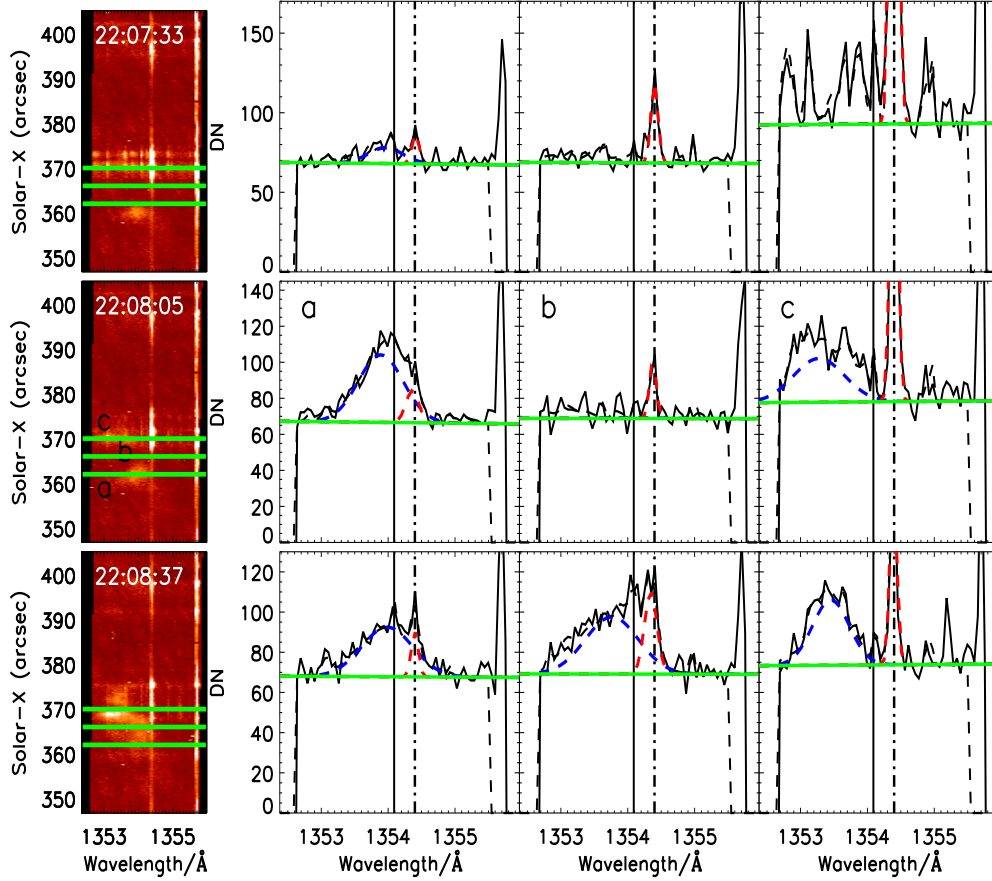


图 3.13: 耀斑 2 中亮核的光谱及其拟合结果。三幅光谱图的时间分别对应图 3.12 中绿色方框所示时刻之前, 之间和之后。光谱曲线 (实) 则来自左图绿线所示的位置, 虚线代表多高斯拟合的结果, 绿线是拟合的背景, 蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果, 红线则代表了 C I 的拟合结果。竖线则分表代表了 Fe XXI (实线) 和 C I (点虚线) 的静止线心位置。

谱图和曲线及其拟合结果。所有结果都显示拟合的很好。在选定的位置, 特别是位置 ‘1’、‘2’ 和 ‘3’ 并没有出现特殊的谱线轮廓来说明为什么计算的 Fe XXI 的 EMs 比 $131 \text{ \AA}$ 的大。我们同时检查了这是否是由于 IRIS 和 AIA 的观测数据的时间差引起的, 因为在 IRIS 的曝光时间 (约 30 s) 内 AIA 可以得到两幅成像图 (12 s)。我们将这两幅 AIA 图分别和 IRIS 图进行了对比分析, 发现他们的结果基本一致, 差别很小, 几乎可以忽略。因此我们认为这并不是由于观测时间

的差值引起的。最可能的原因就是AIA 131 Å与IRIS Fe XXI在空间上没有完全对齐，尤其是在这两个位置他们对应的不是很完美。在这两个位置他们的强度变化很陡，IRIS的EMs似乎比AIA的EMs大。

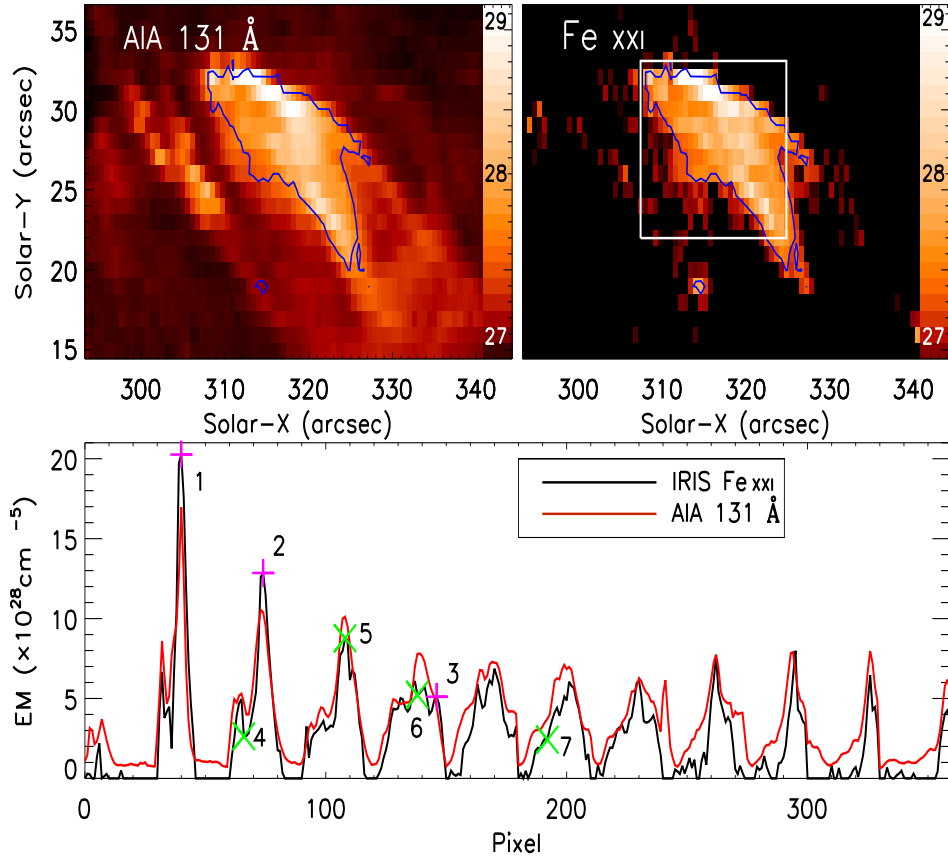


图 3.14: 上: 耀斑 1 中 AIA 131 Å 和 IRIS Fe XXI 在温度约为 11 MK 时的 EMs 图。白色方框标出了用来进行比较的 EMs 的区域。下: 位于白色方框区域内点对点的 Fe XXI (黑) 和 131 Å (红) 的 EMs 曲线, 从左上角开始。加号 (‘+’) 给出的是 Fe XXI 辐射较强的点, ‘x’ 则给出了一些特殊点, 他们的光谱图和曲线见图 3.15。

图 3.16 和 3.17 给出了类似的关于耀斑 2 的 EMs 图。在耀斑 2 中, IRIS Fe XXI 辐射增亮的区域要比耀斑 1 中大得多, 因此我们将其分成两部分, 分别标为 ‘R1’ 和 ‘R2’。同样选定的光谱图和曲线以及拟合结果在图 3.17 中给出。

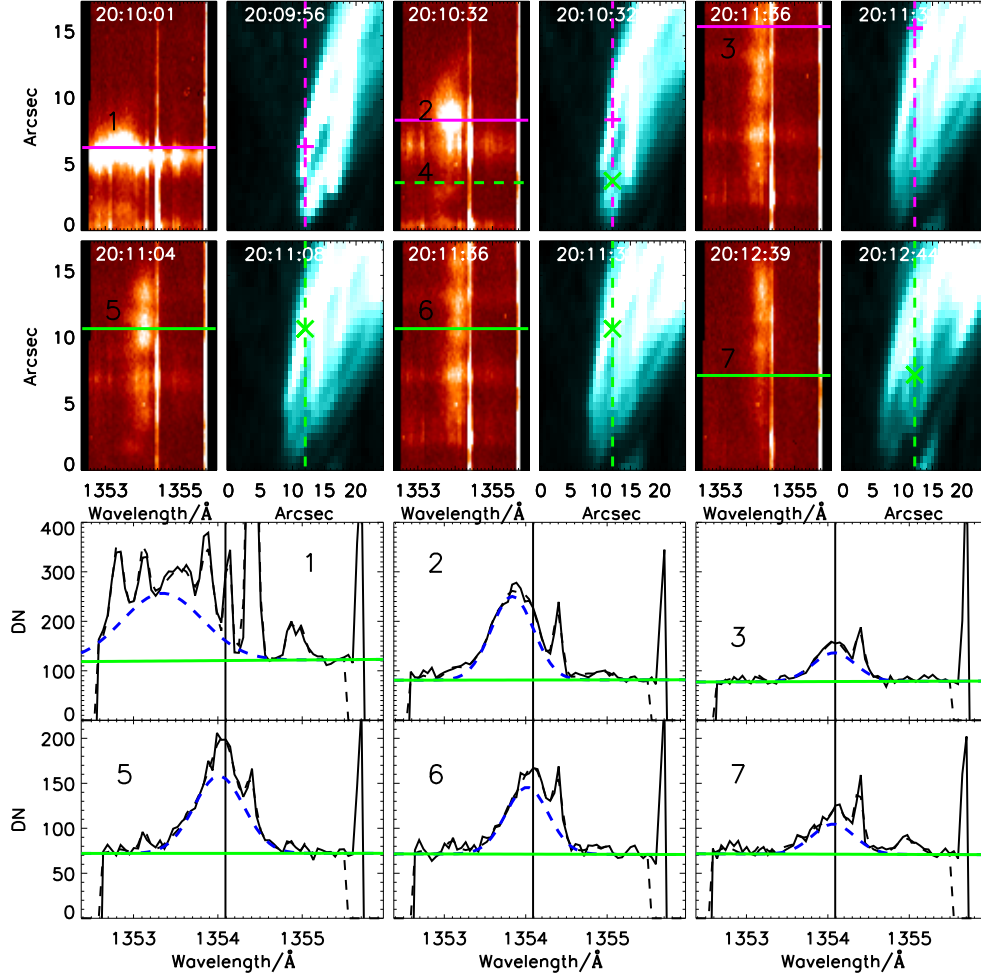


图 3.15: 上: 耀斑 1 中选出的 IRIS 光谱和 AIA 强度图以及曲线。131 Å 图中的竖直虚线标出了 IRIS 狭缝的位置, 数字给出了图 3.14 中选出的点的位置, 这些点在 AIA 图上的位置则分别用 ‘+’ 和 ‘×’ 标出。下: 选出的光谱曲线 (实) 及其多高斯拟合结果 (虚), 绿线是拟合的背景, 蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果, 竖线则代表了 Fe XXI 的静止线心位置。

整体的行为与耀斑 1 中所见到的相似, AIA 131 Å 的 EMs 比 IRIS Fe XXI 的 EMs 表现的更分散, 其数值也更大。在选定的位置 ‘4’ 和 ‘5’, IRIS Fe XXI 的 EM 值要大于 AIA 131 Å。如图 3.17 中所显示的, 这两个点位于耀斑环的边缘, 所以也可能表明这里的对齐有一些小小的偏差。我们同时也注意到在接近 AIA 131

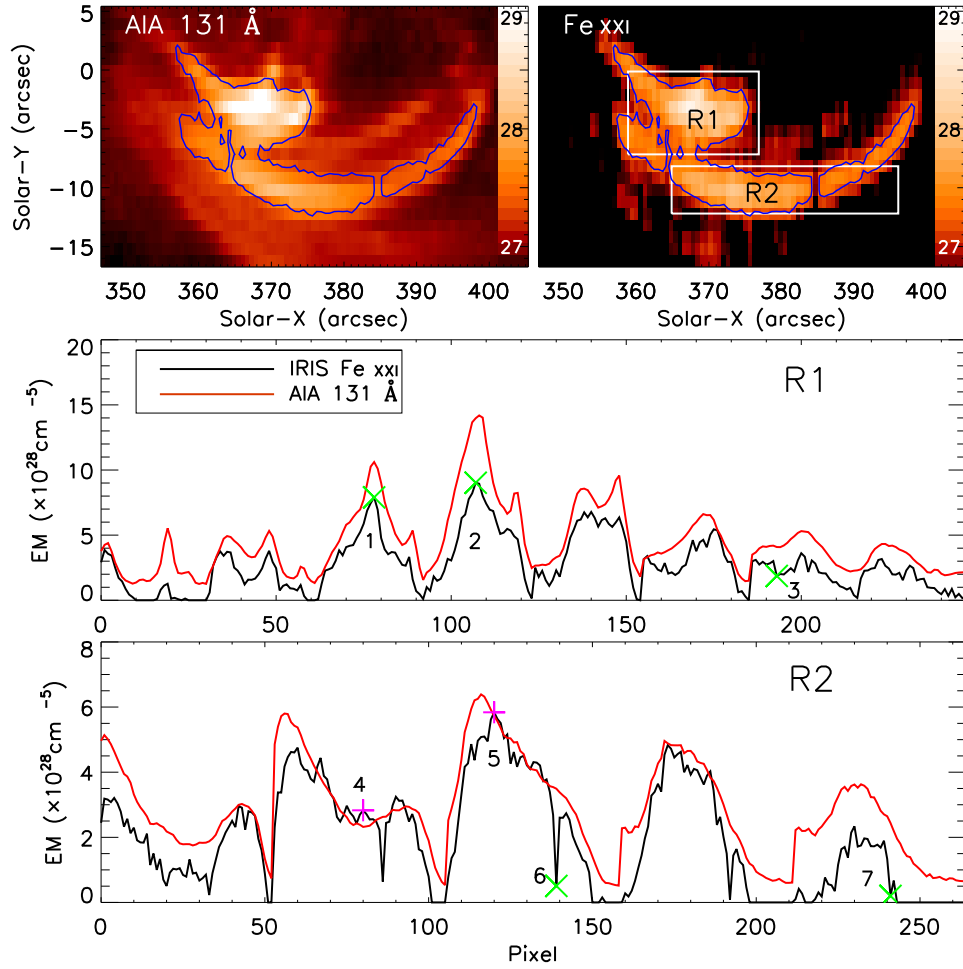


图 3.16: 上: 耀斑 2 中 AIA 131 Å 和 IRIS Fe XXI 在温度约为 11 MK 时的 EMs 图。白色的方框标出了用来进行比较的 EMs 区域 (R1 和 R2)。下: 位于白色方框区域内点对点的 Fe XXI (黑) 和 131 Å (红) 的 EMs 曲线, 从左上角开始。加号 ('+') 给出的是 Fe XXI 辐射较强的点, 'x' 则给出了一些特殊点, 他们的光谱图和曲线见图 3.17。

Å 辐射的峰值强度附近 (如位置 '2') 处, IRIS Fe XXI 的 EMs 值只有 AIA 131 Å EMs 值的几乎一半。而在图 3.17 上, 这个位置的 IRIS 光谱表现出明显的蓝移, 其蓝移速度大约是 0.5 Å (或 $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$)。观测研究结果表明, 耀斑爆发期间高温谱线的蓝移经常与色球蒸发联系在一起。这说明在这个位置的高温谱线的

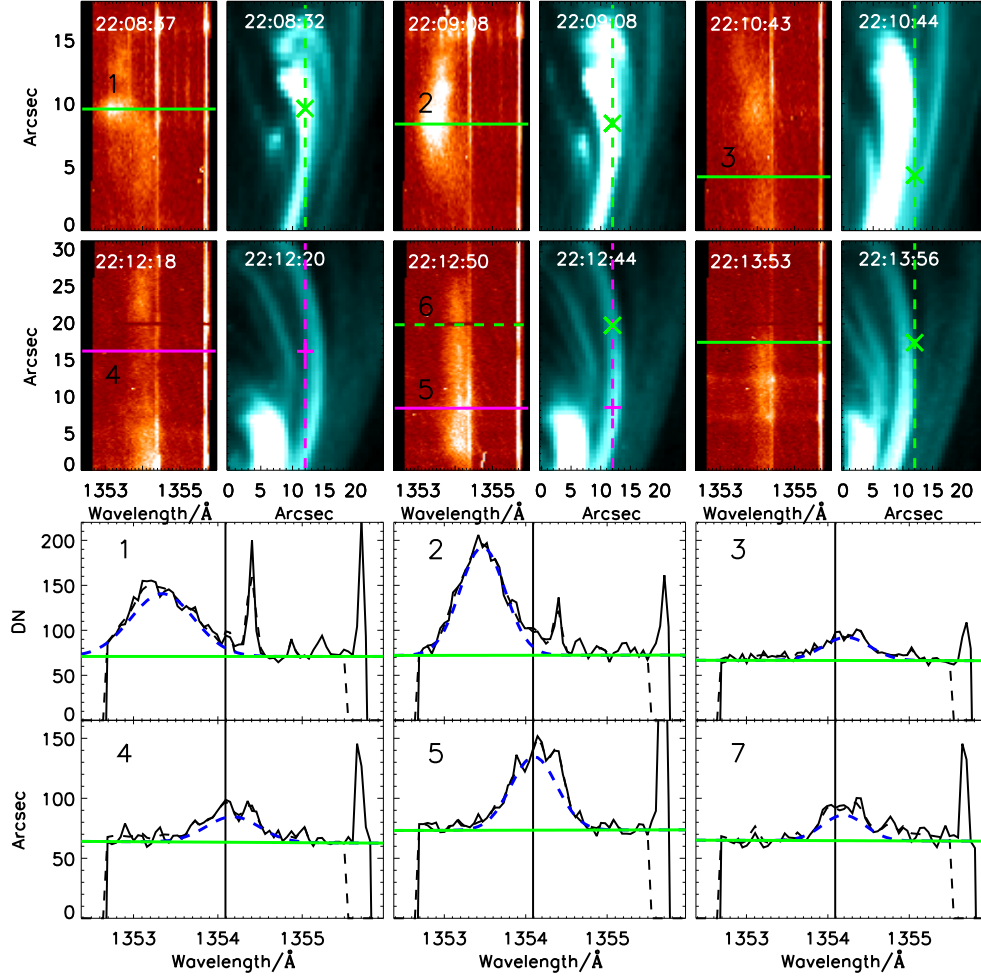


图 3.17: 上: 耀斑 2 中选出的 IRIS 光谱和 AIA 强度图以及曲线。131 Å 图中的竖直虚线标出了 IRIS 狭缝的位置, 数字给出了图 3.16 中选出点的位置, 这些点在 AIA 图上的位置则分别用 ‘+’ 和 ‘×’ 标出。下: 选出的光谱曲线 (实) 及其多高斯拟合结果 (虚), 绿线是拟合的背景, 蓝线表示 Fe XXI 的拟合结果, 竖线则代表了 Fe XXI 的静止线心位置。

电离状态有一定范围, 除了 Fe XXI 之外, 可能还包含了 Fe VIII。

为了定量的分析研究二者的 EMs, 我们将两个耀斑都分成耀斑环和耀斑亮核两部分, 对比研究了这两部分 IRIS Fe XXI 对 AIA 131 Å 的 EMs 比值随 Fe XXI 和 131 Å 强度的变化。为了避免由于 Fe XXI 的 EMs 值过低而造成其偏离测

量范围, 我们给出的比例是131 EMs对131 EMs与Fe XXI EMs的和。在这样的情况下, 当AIA 131 Å的辐射强度完全来自高温谱线Fe XXI辐射的贡献的时候, 比例为0.5。当AIA 131 Å辐射强度是来自低温谱线, 连续谱或Fe XXIII的辐射的时候, 其比例会非常接近于1, 而在完全没有Fe XXI辐射的地方, 比例则变为1。两个耀斑的定量比较结果分别见图 3.18 和 3.19。这里是根据Fe XXI和1600 Å的观测强度来选定耀斑环和亮核区域的。耀斑环的区域是指那些Fe XXI的观测强度大于其两倍平均值同时1600 Å的观测强度小于其两倍平均值的像素点, 如绿色加号所示。而耀斑亮核则指的是那些1600 Å的观测强度大于其两倍平均值的像素点, 如蓝色加号所示。由于两个耀斑的最大观测强度在Fe XXI和1600 Å通道处的表现并不一样, 因此具体数值是不同的。比如, 对于耀斑 1来说, 耀斑环是指那些Fe XXI的观测强度大于400 DN同时1600 Å的观测强度小于350 DN s⁻¹的像素点所在的区域, 耀斑亮核则指的是1600 Å的观测强度大于350 DN s⁻¹的像素点所在的位置。对于耀斑 2来说, 那些Fe XXI的观测强度大于320 DN并且1600 Å 的观测强度小于220 DN s⁻¹的像素点被认为是耀斑环, 而那些1600 Å的观测强度大于220 DN s⁻¹的像素点则被认为是耀斑亮核。

在耀斑环中, EM(131)对(EM(131)+EM(Fe XXI))的比率的中值分别是0.55 (耀斑 1) 和0.54 (耀斑 2), 而且这个比率几乎不随着Fe XXI的强度大小而变化, 可以算是一个常数。这说明了在耀斑环中, 131 Å的辐射强度有大约80%是来自Fe XXI的辐射。这个结果与Milligan等人 (2013) [131]的结果是一致的, 他们曾经估计耀斑发生过程中大约有20%的131 Å辐射强度是连续谱辐射贡献的。然而在耀斑亮核中, 这个比率就表现的比较离散。我们分别给出了这个比率作为Fe XXI和131 Å强度变化的函数。Fe XXI辐射对131 Å辐射的贡献是随着Fe XXI (或131 Å) 的强度增加而增加的, 其最大贡献与耀斑环中是一致的, 符合我们的预期结果。如前所述和图 3.18中所示, 在耀斑 1中最亮的像素点, Fe XXI的EM要比131 Å的EM大。我们认为这是由于IRIS Fe XXI和AIA 131 Å图不完美的对齐引起的。因此我们最终的结果并不包括强度较高的两个比率。当131 Å的强度低于600 DN s⁻¹时候, 很大一部分的131 Å辐射没有Fe XXI的辐射。这也就是说在耀斑亮核中存在一些和AIA像素尺寸同样大小 (~0.6'') 的结构。如果只考虑131 Å在中间强度范围内的那些像素点, EM(131)对(EM(131)+EM(Fe XXI))的比率在0.55到0.75之间, 这也在图 3.18和 3.19中清楚的显示出来。这个结果表明在耀斑亮核中, AIA 131 Å的EMs比Fe

XXI的EMs大了20%–60%。如此宽的范围进一步证实了在耀斑亮核中存在一些高分辨率的精细结构，他们在AIA 131 Å的成像中没有被分辨出来。如果连续谱辐射对AIA 131 Å辐射的贡献是~20%[131]，那么我们的结果暗示了在耀斑亮核中，大约0到52%的AIA 131 Å辐射是来自于低温的等离子体辐射。

我们的结果有两个基本的假设：所有仪器都已经校准好，所有的数据都已经对齐。在耀斑环中，大约有80%的AIA 131 Å辐射是来自Fe XXI辐射的贡献，这个结果与Milligan等人（2013）[131]的发现是基本一致的，从而证明所有仪器都基本校准好了。在我们的研究中，仪器之间的相互校准和对齐存在大约20%的误差，这个误差将会导致Fe XXI辐射对AIA 131 Å辐射的贡献有一个大约10%的不确定性。

3.5 讨论

使用高分辨率（包括空间和光谱分辨率）的IRIS光谱数据，并结合SDO/AIA的数据，我们分析研究了发生在2013年10月24日的两个C级耀斑，这两个耀斑都位于活动区AR 11875。对齐的准确度可以达到一个AIA的像素点（约0.6''），这主要是通过IRIS 1400 Å和AIA 1600 Å图像的对齐实现的（见图 3.3）。日冕线Fe XXI 是一条温度很高而且很宽的谱线，在耀斑环和亮核中，他经常与很多温度较低的色球发射线混合在一起。以前的研究由于受光谱分辨率的限制而仅仅考虑到C I这一条与Fe XXI混合的色球发射线[35, 50, 121]。然而，由于IRIS的光谱观测有着极高的分辨率（本章中用到的谱分辨率约为50.1 mÅ/pixel），所以他的观测可以分辨出更多的低温色球发射线，这些低温发射线与日冕高温线Fe XXI混合在一起（详见图 3.7）。通过对耀斑亮核光谱的详细分析研究，我们能够辨认出与Fe XXI混合的发射线，同时利用IRIS的其他窗口的发射线来限制和约束他们的强度，宽度和位置（详见表 3.1）。最后，使用17条高斯函数和一个线性的连续谱背景，我们能够同时拟合IRIS 4个窗口的光谱数据，从而可以在几乎所有狭缝位置得到比较可信的Fe XXI的强度和多普勒速度。

光谱拟合结果显示，在耀斑刚开始的时候，Fe XXI的辐射与低温谱线（特别是C I）的辐射在位置上是很接近的，详见图 3.10和图 3.12。我们仔细检查了光谱的多高斯拟合来确保拟合程序在这些位置工作的很好（图 3.11和 3.13）。在这些区域，日冕线Fe XXI表现为很高的蓝移速度，最高可达 -200 km s^{-1} ，这个速度已经处于IRIS光谱窗口（‘O I’）的边缘。我们得到的蓝移速度（约-200

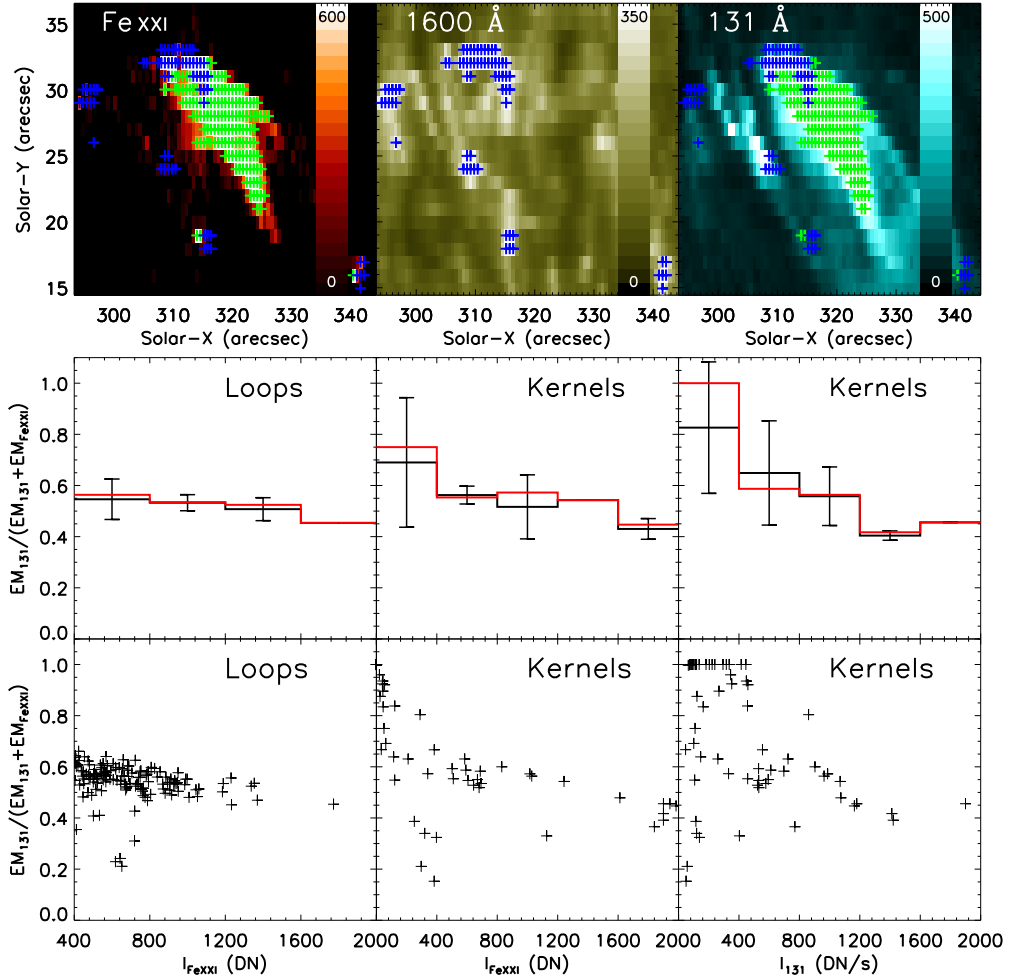


图 3.18: 耀斑 1 中 Fe XXI 和 131 Å EMs 的定量分析结果。上: Fe XXI、131 Å 和 1600 Å 的强度图。绿色的加号标出了耀斑环的位置, 蓝色的加号则给出了耀斑亮核的位置。中: 耀斑环和亮核中, Fe XXI 和 131 Å 的 EMs 随 Fe XXI 或 131 Å 强度的变化, 黑线表示平均值, 红线则代表中值。下: 相应 EMs 随强度变化的散点图。在耀斑环中, 变化的平均值 (标准方差) 和中值分别是 0.54 ± 0.07 和 0.55。

km s^{-1}) 与其他高温谱线在耀斑期间所表现的蓝移速度也是符合的很好, 这些观测用到的高温谱线包括 Fe XIX [29, 39, 185], Fe XXIII 和 Fe XXIV [125] 等。从本次观测中得到耀斑的 EMs 的数量级大约是 10^{28} cm^{-5} , 在某些很亮的位

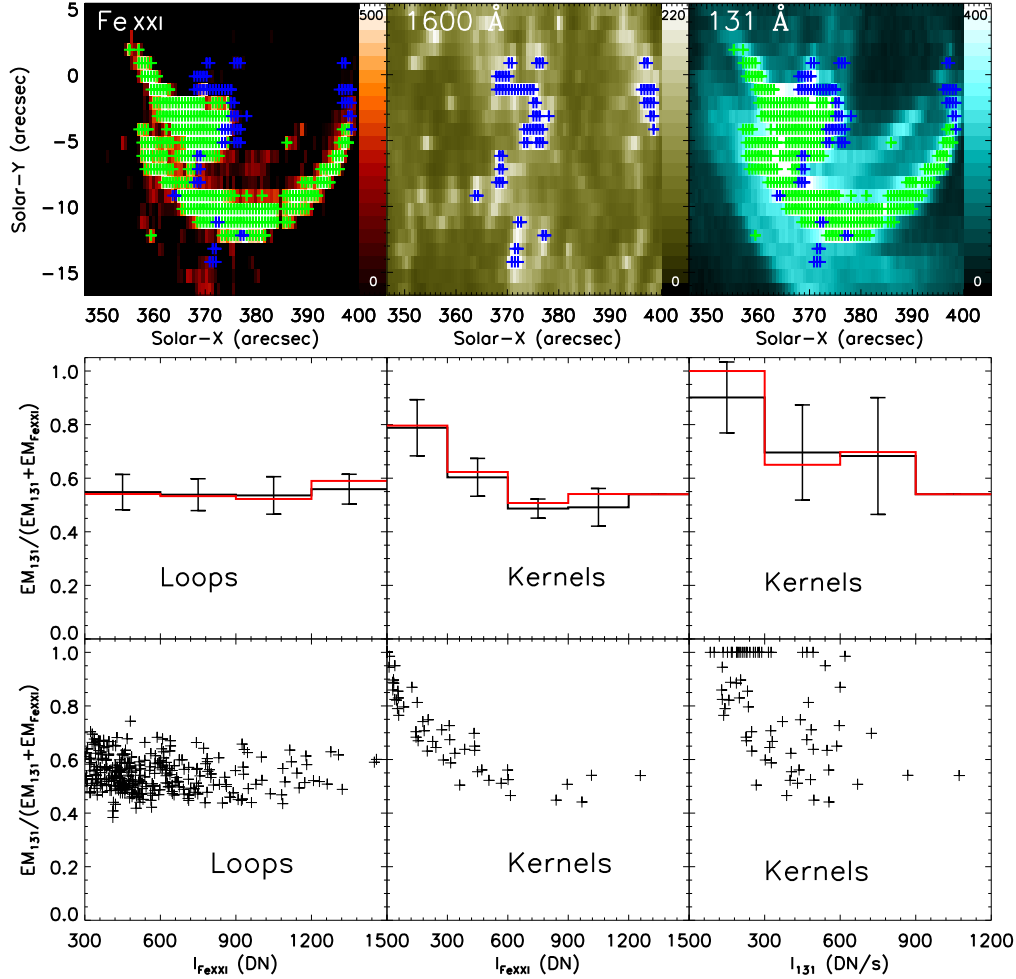


图 3.19: 耀斑 2 中 Fe XXI 和 131 Å EMs 的定量分析结果。上: Fe XXI、131 Å 和 1600 Å 的强度图。绿色的加号标出了耀斑环的位置, 蓝色的加号则给出了耀斑亮核的位置。中: 耀斑环和亮核中, Fe XXI 和 131 Å 的 EMs 随 Fe XXI 或 131 Å 强度的变化, 黑线表示平均值, 红线则代表中值。下: 相应 EMs 随强度变化的散点图。在耀斑环中, 变化的平均值 (标准方差) 和中值分别是 0.55 ± 0.06 和 0.54。

置甚至可以达到 10^{29} cm^{-5} (见图 3.15 和 3.17)。这个结果也与其他人的观测结果 [65, 73] 是一致的。

众所周知, 在 SDO/AIA 的成像观测中, 131 Å 通道的辐射主要是来自 Fe

XXI和Fe VIII两条谱线的贡献，此外，Brosius和Holman（2012）[28]还列出了其他一些来自色球和过渡区的发射线，他们的辐射也可能影响131 Å通道的辐射。在本章中，我们逐点比较了AIA 131 Å EMs和IRIS Fe XXI EMs。这里有一个假设就是所有的辐射都来自高温等离子体。我们的结果显示在耀斑环位置，AIA 131 Å的EMs比IRIS Fe XXI的EMs要高出约20%（见图 3.18和 3.19）。这个结果与Milligan等人[125]的分析结果是一致的，他们认为AIA 131 Å通道的辐射在耀斑爆发过程中有大约20%是来自连续谱的辐射。在耀斑亮核中有明显Fe XXI辐射的位置，AIA 131 Å的EMs要比IRIS Fe XXI的EMs高出约20–60%，这说明了在耀斑亮核位置，高达52%的辐射来自低温等离子体的辐射[28]。耀斑亮核中存在短时间的小尺度的结构，这由两个观测事实可以证明。首先是131 Å对Fe XXI的EMs比率范围很宽，其次，IRIS Fe XXI的辐射强度在分子发射线和过渡区辐射的位置变化很快（梯度很大）。我们未来的工作是使用有着很宽波长范围的高光谱分辨率和高时间分辨率的数据来研究耀斑爆发过程中的小尺度短时间的结构，以解决其空间和时间尺度上的不确定性。

3.6 本章小结

本章中我们首先使用IRIS高光谱分辨率的数据研究了耀斑爆发过程中的光谱表现，通过比较分析一些耀斑环和亮核的光谱图，找出并证认了一些与日冕谱线Fe XXI混合在一起的色球发射线。利用多高斯拟合的方法，我们得到了Fe XXI的辐射强度和多普勒速度。利用同时期的SDO/AIA多波段观测数据，我们得到了相同位置和时间131 Å强度图。接下来我们利用Fe XXI和AIA 131 Å的强度以及他们的温度响应函数得到了他们各自的EMs。通过比较发现在耀斑环中，大约10–20%的131 Å辐射来自低温等离子体以及连续谱的辐射。而在耀斑亮核中则比较复杂，高达52%的131 Å辐射来自低温等离子体。如此宽的范围说明了耀斑亮核中存在更小的结构。我们未来将使用更高分辨率的仪器重点研究这些细小的结构。

第四章 耀斑中非热电子驱动色球蒸发的观测证据

4.1 引言

耀斑的标准模型（CSHKP模型）指出耀斑爆发过程中释放的能量主要是由磁能转化来的[32, 75, 94, 172]。据此人们普遍认为耀斑的主要能量释放机制是磁重联，他们能够加热太阳大气中的等离子体，并同时加速太阳大气中的非热电子。这些被加速的非热电子沿着重联形成的磁力线向两个方向运动。其中一部分非热电子朝太阳外层大气和行星际空间传播，形成射电III型爆。另一部分非热电子则向下沉淀到低层日冕和色球上层，在这里他们通过库仑碰撞与当地的高密度物质相互作用而产生辐射。这一过程被称作硬X射线（HXR）辐射的“厚靶模型”[30, 183]。大量的观测结果显示这里只有很少一部分的能量是通过极紫外辐射损失掉的[55, 124, 130]。大部分的能量用来加热当地的色球物质，从而使他们的温度快速上升到大约10 MK。如此的高温会使得当地的压强迅速增加，结果导致压强过高，从而驱使色球物质沿着耀斑环向上快速运动，运动速度可达每秒数百千米。在这一过程中，热的等离子体很快充满了整个耀斑环，被叫做“色球蒸发”[5, 31, 62, 63, 114, 124, 143, 145, 211]。色球蒸发导致软X射线（SXR）辐射的上升。大量关于色球蒸发的证据已经被报道了，这些观测数据涉及到X射线波段[114, 140, 143–145, 149, 211]，EUV波段[7, 26, 33, 48, 51, 53, 59, 104, 125, 127, 128, 186, 195]和射电波段[12, 88, 145]的辐射。过去的观测结果显示HXR辐射的两个足点源会沿着耀斑环的两条腿上升，最终在与环顶源相同的位置结合到一起形成一个单源[84, 86, 114, 140, 143–145]。这是因为来自色球的致密物质会沿着耀斑环上升，表现为紧随着HXR辐射源的运动。色球物质的这种上升速度可以达到 200 km s^{-1} 。在EUV光谱观测中，来自高温日冕谱线的高蓝移可以很好地证明这么大的物质蒸发速度[19, 26, 27, 33, 48, 53, 59, 104, 125, 186, 190, 195, 208]。同时光谱图像显示这种蓝移速度比较倾向于出现在耀斑带的外侧[40, 101]。另一方面，高温的蒸发物质在向上运动的过程中会扰动日冕等离子体，导致射电辐射在射电动态频谱上被突然抑制，尤其是处于分米波范围内的射电频谱。因此，色球蒸发在射电波段的表现就是高频的突然截止并向低频漂移[12, 88, 145]。

在观测上有两种类型的色球蒸发。一种是温和式的色球蒸发，这种情况下色球等离子体主要是通过辐射和低速流体动力学膨胀的组合而失去能量。光谱观测上则表现为所有高温和低温谱线的蓝移，这些谱线来自从色球经过过渡区一直到日冕的太阳大气[25, 104, 128, 160]。另一种情况则被叫做爆发式的色球蒸发，此时色球层没有足够的效率来辐射能量，使得色球物质只能以很高的速度膨胀进而充满整个耀斑环。蒸发物质引起的超压同时也会促使低速物质向下运动进入色球底层，这一过程就是我们所熟知的“色球压缩”[40, 44, 87, 186, 204]。爆发式色球蒸发在光谱观测上表现为低温谱线的红移和高温谱线的蓝移。具体来说就是形成于色球上层和过渡区的谱线都显示为红移速度，而位于日冕中的谱线则表现为蓝移速度[25, 44, 62, 63, 104, 127, 160]。光谱观测结果显示红移速度约为 $20\text{--}40\text{ km s}^{-1}$ ，蓝移速度则可以达到 200 km s^{-1} ，几乎比红移速度大了一个数量级。造成这种结果的原因是低层色球的等离子体密度要远远大于高层日冕的等离子体密度。历史上，人们还曾经根据能流密度的大小来区分爆发式和温和式的色球蒸发。比如，Fisher等人[62]（1985）就发现区别这两种色球蒸发的能流阈值是 $\sim 10^{10}\text{ erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}$ 。

关于色球蒸发的驱动机制，目前有两种解释。一种观点认为色球蒸发是由非热电子驱动的，这种观点认为由非热电子产生的非热能量在蒸发过程中起着重要的作用[62, 63, 125, 190]。另一种观点则认为色球蒸发来源于热传导，认为热能量可以直接驱动产生色球蒸发[56, 63]。本章我们使用Fermi/GBM、RHESSI、SDO/AIA和IRIS的观测结果，研究了两个耀斑在脉冲相期间的HXR辐射和由色球蒸发引起的多普勒速度之间的关系。我们的结果为非热电子驱动色球蒸发提供了直接的观测证据。

4.2 观测数据

本章的观测数据主要有来自Fermi/GBM和RHESSI的HXR光变曲线，IRIS的光谱和成像，SDO/AIA的全日面成像和SDO/HMI的磁图。本章所研究的两个太阳耀斑都是X1.6级，分别发生在2014年9月10日和10月22日，我们分别称他们为耀斑 1和耀斑 2。耀斑 1发生在活动区AR 12158，在GOES的SXR（ $1\text{--}8\text{\AA}$ ）流量曲线上，他开始于17:21 UT，在17:45 UT时达到最大流量。耀斑 2则发生在活动区AR 12192，他在GOES的SXR（ $1\text{--}8\text{\AA}$ ）流量曲线上开始于14:02 UT，峰值时刻是在14:28 UT。我们之所以选择这两个耀斑来研究是基于两

个原因。第一、在耀斑的脉冲相期间，IRIS光谱观测的狭缝正好经过这两个耀斑的耀斑带，这就给了我们研究由色球蒸发引起的多普勒速度的整个过程的机会。第二、在耀斑的脉冲相期间，耀斑在HXR波段的辐射流量曲线正好被Fermi/GBM或RHESSI卫星探测到。

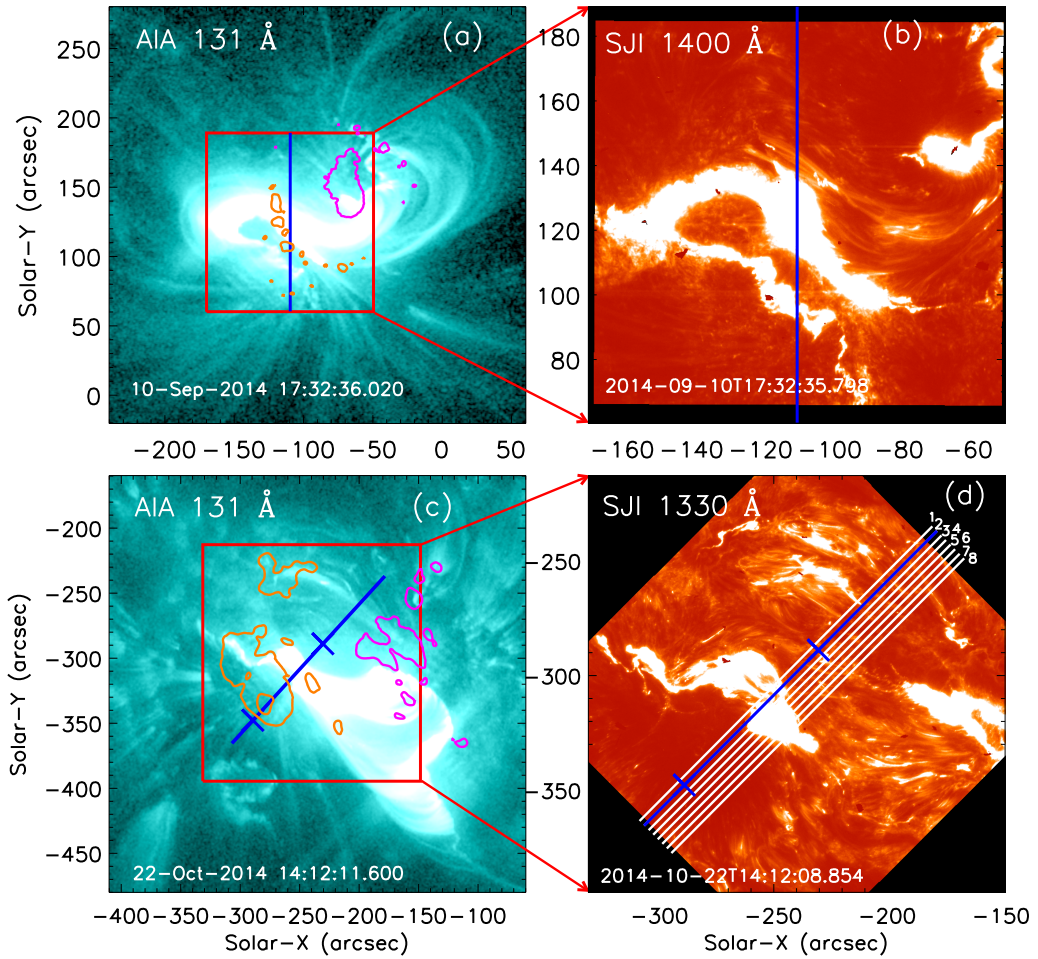


图 4.1: 两个耀斑在AIA 131 Å和SJI 1400（或1330） Å的成像观测。蓝线和白线代表IRIS光谱狭缝的位置。彩色的等值线分别代表正负极磁场强度，大小分别是800 G（紫色）和-800 G（橙色）。红色方框则标出了IRIS/SJI成像观测的视场大小。两条蓝色的短线给出了我们所研究的耀斑 2 中耀斑带的范围。

图 4.1 分别给出了两个耀斑爆发期间在SDO/AIA 131 Å (a, c) 和IRIS/SJI

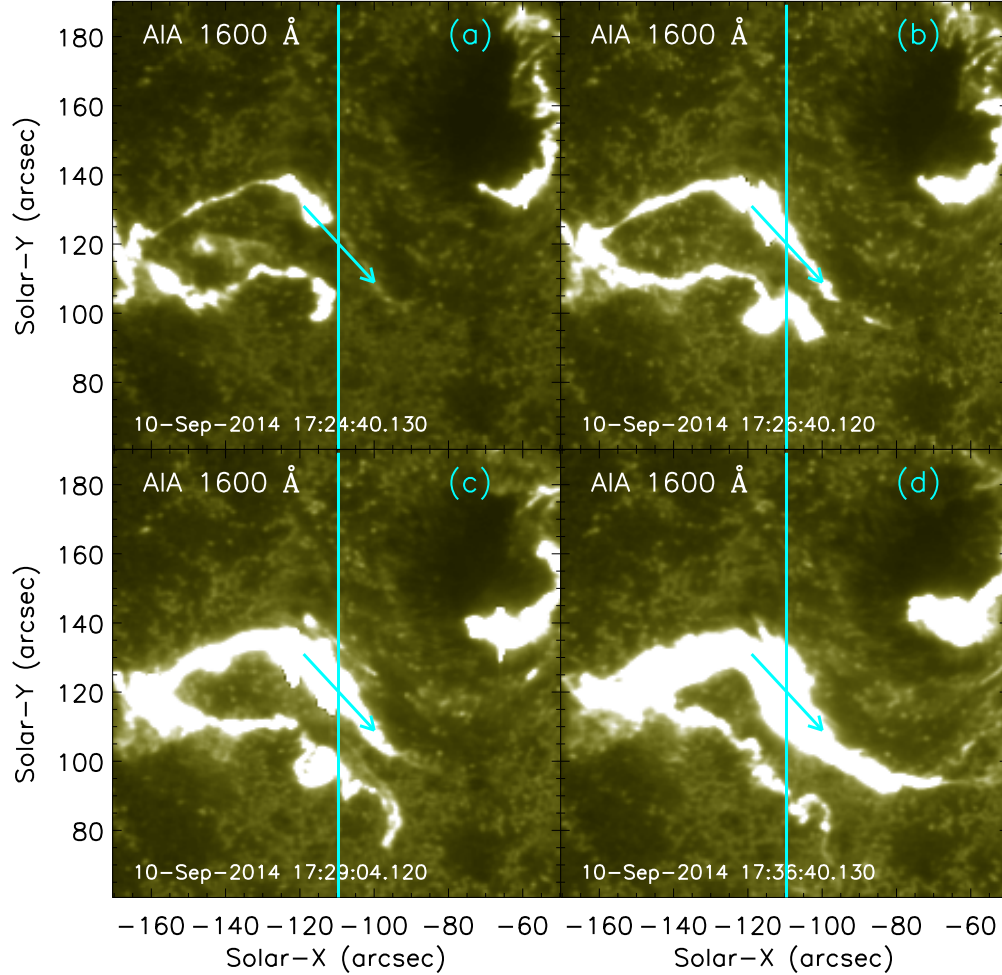


图 4.2: 耀斑 1 在 AIA 1600 Å 图上随时间的演化。竖线代表了 IRIS 光谱狭缝的位置，箭头则标出了耀斑带的运动方向。

(b, d) 的成像观测。图 (a, c) 中的等值线分别代表了对应时刻的视向磁场分布，其磁场强度的大小分别为 800 G (紫色) 和 -800 G (橙色)，所用数据来自 SDO/HMI 观测的视向磁图。红色方框则标出了 IRIS/SJI 观测范围的视场大小，这是由于 IRIS 不像 SDO 那样是全日面成像，他只是对特定的日面区域进行观测。图 (b) 给出了在耀斑 1 的爆发期间，IRIS/SJI 1400 Å 在 17:32:35 UT 的成像图，其观测到的最大视场为 $119'' \times 119''$ ，成像间隔大约 19 s。图中的竖线表示 IRIS 光谱观测的狭缝位置。IRIS 对耀斑 1 的光谱观测属于“固定狭缝”模

式,也就是说光谱的狭缝是固定,这就保证了探测到的光谱信息是来自太阳的同一个位置。在对耀斑 1 的观测中,狭缝的长度是 $119''$,相邻两次狭缝观测的时间间隔大约是 9.4 s 。狭缝是沿着太阳的正北和正南方向的。图(d)则显示了在耀斑 2 的爆发时间内,IRIS/SJI $1330\text{ \AA}$ 在 $14:12:08\text{ UT}$ 的成像图。此时,IRIS/SJI的最大观测范围是 $181''\times 174''$,成像间隔大约是 33 s 。对于耀斑 2 来说,其观测模式是粗糙的扫描。扫描的步长为 $2''$,时间间隔是 16.4 s 。每次扫描共有 8 步,因此每次扫描持续的时间大约是 131 s ($16.4\text{ s}\times 8$)。如图中的斜线(包括白色和蓝色)所示,蓝色斜线则是我们选取用来研究的狭缝。与耀斑 1 不同的是,耀斑 2 的光谱观测中,其狭缝的方向不是沿着正北和正南,而是与之有一个固定的夹角,约 45° 。

两个耀斑都属于双带耀斑,在IRIS/SJI的成像图(b, d)上可以清楚的看到耀斑的两个带。不过由于视场的原因,图中都只显示了一个完整的耀斑带,另一个耀斑带只显示了一部分。耀斑 1 包含一个稍短的带,他围绕在正极磁场的周围,而另一个耀斑带比较长而且呈现出弯曲的结构。这个较长的耀斑带是动态变化的并一直朝着西南方向传播,在耀斑脉冲相期间依次穿过IRIS光谱的狭缝。图 4.2 给出了耀斑 1 的这个长带随时间演化的序列图。箭头标出了耀斑带的一个前沿位置以及他的传播方向,图像来自SDO/AIA在 $1600\text{ \AA}$ 波段的观测。从图中可以清楚地看到耀斑带前沿的运动和传播。在耀斑的起始时刻(如图(a)中所示的 $17:24:40\text{ UT}$),耀斑带的前沿还没有经过IRIS光谱的狭缝(竖线)。随着耀斑的逐渐增亮,耀斑带的前沿开始穿过狭缝(如图(b)中所示的 $17:24:40\text{ UT}$)。接下来随着耀斑的不断增亮,耀斑带持续经过狭缝,并不断向两侧膨胀变粗(如图(c, d)所示)。耀斑 2 中的耀斑双带与耀斑 1 的相似,其中一个耀斑带位于正极磁场的周围,而另一个耀斑带则处于负极磁场区域。处于负极磁场的耀斑带恰好被IRIS光谱的狭缝扫描到,扫描的时间包含了耀斑的整个脉冲相。

此外,这两个耀斑还分别被Fermi卫星和RHESSI卫星在X射线波段观测到,如图 4.3 所示。其中耀斑 1 在脉冲相期间的流量曲线被Fermi卫星探测到,而RHESSI却没有观测数据。如第二章所述,Fermi/GBM有 12 个探测器,他们在工作期间朝向太阳的角度是各不相同并随时间而变化的。图 4.4 给出了在耀斑 1 爆发的时间内,Fermi/GBM对太阳的朝向角。从图中我们可以看到在耀斑 1 爆发期间内,特别是在其脉冲相阶段(约 $17:21\text{ UT}$ 到 $17:45\text{ UT}$),探测器n2(绿线)朝着太阳的方向角几乎不变(约 60°),而其他探测器的方向角变

化范围则比较大。因此我们选用n2探测器的数据来进行研究。图 4.3 (a)给出了耀斑 1在X射线5个能量通道的光变曲线,这5个能量通道分别是4.6–12.0 keV、12.0–27.3 keV、27.3–50.9 keV、50.9–102.3 keV和102.3–296.4 keV。这里我们给出的是Fermi卫星默认的能量分法。由于Fermi卫星的光变曲线的时间分辨率在耀斑爆发期间会变得比平时高4倍,这将使得时间分辨率不一致[123]。因此我们把他的时间分辨率统一成0.256 s,即图中所显示的曲线。此外,Fermi卫星的数据在17:54 UT以后出现了空缺,但这并不影响我们的研究。图中的虚线来自GOES的软X射线在1–8 Å的流量。从图中我们可以看到耀斑 1在三条HXR(能量大于27.3 keV的通道)的流量曲线上有三个明显的峰,分别被数字‘1’、‘2’、‘3’标出,而在两条SXR(能量小于27.3 keV的通道)的流量曲线上则无明显的峰。这里需要注意的是在大约17:46 UT出现的HXR峰是不真实的,他是由Fermi/GBM探测器对太阳的朝向角的改变引起的。图 4.4显示在17:45 UT以后,探测器n2朝着太阳的方向角发生了显著的变化。

耀斑 2在其脉冲相内的流量曲线被RHESSI卫星探测到,而Fermi却没有很好的观测数据。图 4.3 (b)显示了耀斑 2在X射线6个能量通道的光变曲线,这6个能量通道分别是3–6 keV、6–12 keV、12–25 keV、25–50 keV、50–100 keV、100–300 keV。这是RHESSI卫星默认的能量分法。这里光变曲线的时间分辨率是4 s。图中还给出了GOES卫星在1–8 Å的SXR流量(虚线)。从图中我们可以看到耀斑 2只有一条HXR(25–50 keV)的流量曲线上有两个明显的峰,分别被数字‘1’和‘2’标出,而在其他5条X射线的流量曲线上则无明显对应的峰。

4.3 IRIS光谱数据的分析

在第 3章中我们已经叙述了IRIS/FUV光谱的多高斯拟合方法。在这一章中我们对上述多高斯拟合的方法进行了改进和提高。拟合方法的主要改变如下,首先我们将原先四个窗口的17条发射线的拟合改为三个窗口的15条发射线的拟合。这是因为在我们多高斯拟合的过程中,第一个窗口(‘C II’)的两条发射线并不影响后面15条谱线的拟合,同时减少两条谱线的拟合可以节省计算的时间。其次我们把某些谱线的固定位置和宽度改为限制,使他们在一定的范围内有自己变化的空间。最后我们通过最近有关IRIS研究的文章[157, 192]进行比较,从而修正了两条谱线,一是1352.74 Å这条谱线已经被证认为是Si II,

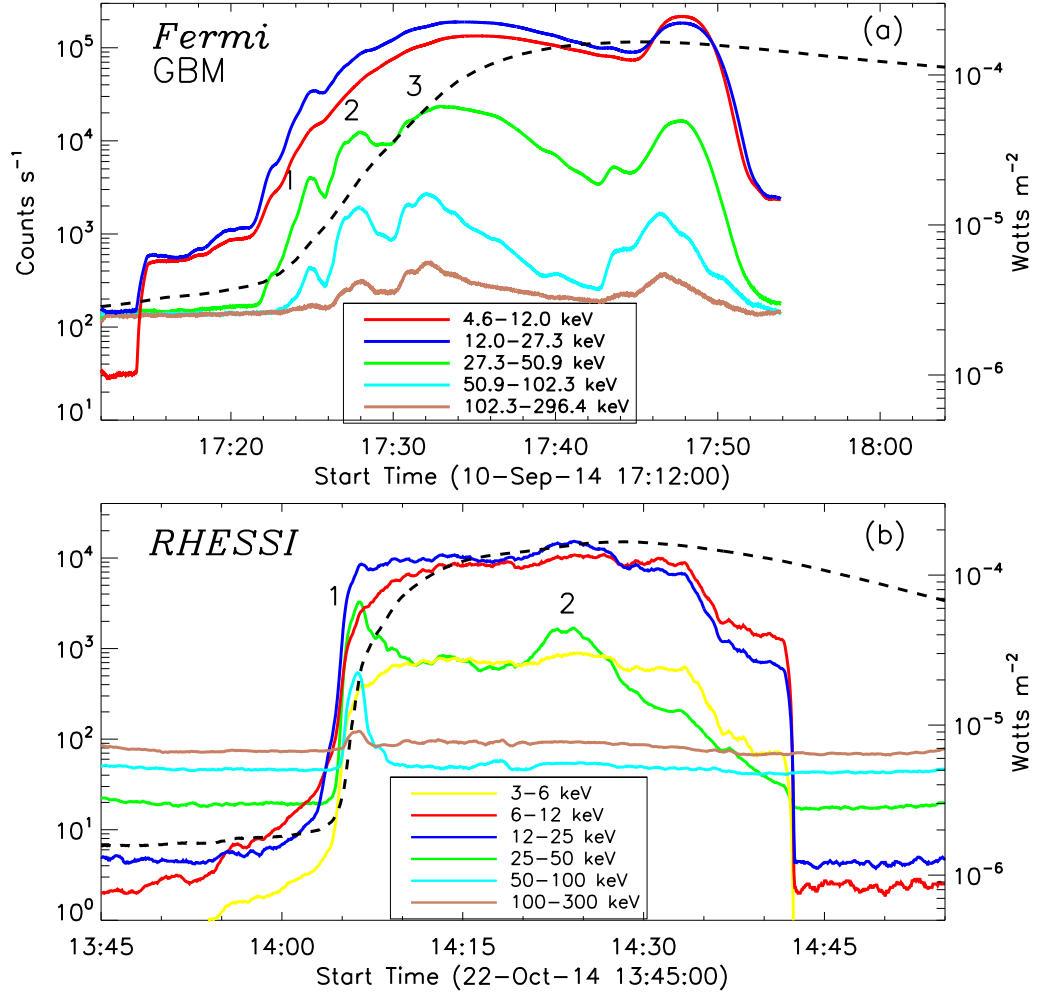


图 4.3: 图 (a): 耀斑 1 在 5 个能量通道的 X 射线流量曲线, 数据来自 Fermi/GBM。图 (b): 耀斑 2 在 6 个能量通道的 X 射线流量曲线, 来自 RHESSI 的观测。图中虚线是 GOES 的 SXR 在 1–8 Å 的流量曲线。数字标出了 HXR 峰的位置。

而非未知的。二是谱线 ‘H₂ 1354.85’ 改为 ‘Fe II 1354.85’, 同时取消了他的强度约束。具体方法见下面的章节。

4.3.1 多高斯拟合的方法

图 4.5 给出了 IRIS 三个窗口的耀斑光谱图 (耀斑 1), 这三个窗口分别是

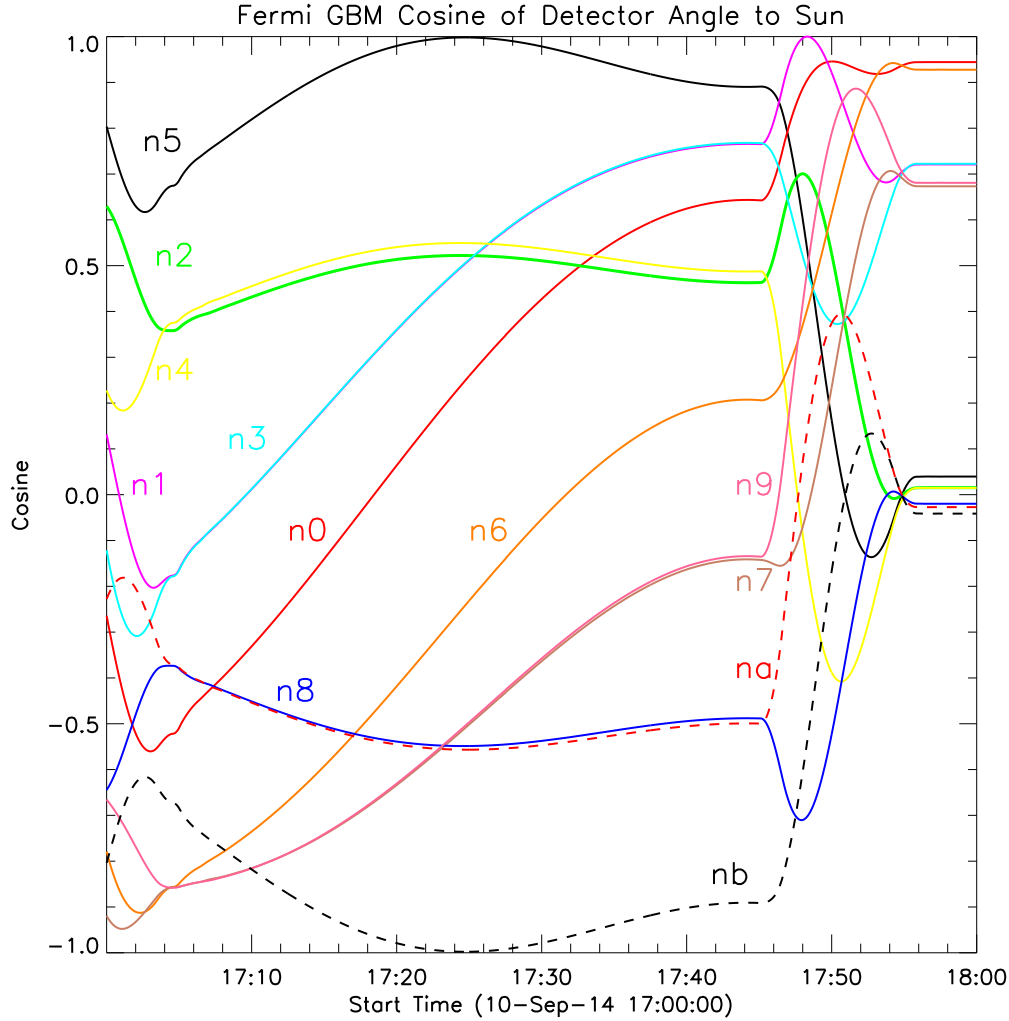


图 4.4: Fermi/GBM中的12个探测器在耀斑 1爆发期间对太阳的朝向角。

‘1343’ (a)、‘Fe XII’ (b) 和 ‘O I’ (c)。这里IRIS光谱中每个像素点对应的波长是 $25.6 \text{ m}\text{\AA}$ 。光谱数据已经首先被SSW里的程序(“iris_orbitvar_corr_l2.pro”和“iris_prep_despike.pro”)进行了初步的校准和处理[36, 189]。IRIS光谱中位于‘O I’窗口的Fe XXI $1354.09 \text{ \AA}$ 是一条典型的日冕谱线,可以被用来探测研究色球蒸发。然而观测显示这条谱线和其他许多发射线混合在一起,这些混合的发射线来自中性或单次电离的谱线以及原子谱线[157, 190, 192, 208],如图(c)所示。为了从这些混合谱线中提取出Fe XXI辐射的信息,如强度,多普勒速度等,我们必须去除那些混合的色球发射线的影响。根据IRIS光谱数据的特

点，我们的多高斯拟合分了三步。

第一步，找出位于‘O I’窗口内的所有发射谱线的线心位置和谱线宽度（这里我们使用FWHM表示线宽，即高斯半宽）。通过第三章的叙述，我们已经在‘O I’窗口内找到了10条发射线，这其中包括Fe XXI和7条与之混合的发射线，以及2条离Fe XXI较远的谱线Fe II（详见表 4.1）。表中列出的谱线位置均来自第三章。图 4.5用红色或蓝色的短线标出了这些谱线的位置（C I除外）。在耀斑期间，这些谱线的位置并不是一成不变的，他们的宽度也有少许的变化。然而以前的观测结果[37, 38]显示，这些色球发射线的位置和谱线宽度的变化范围都是有限的。因此我们对这些色球发射谱线的线心位置和谱线宽度做了一些限制，而不是像第 三那样固定他们。在谱线的高斯拟合过程中，只在给定的范围内进行拟合。以谱线Si II 1352.74 Å为例，他在耀斑期间的线心和线宽都被进行了某些限制。在高斯拟合的过程中，我们只在一定的波长（ 1352.74 ± 0.102 Å）范围内寻找这条谱线的线心，即从波长1352.638 Å的位置开始，直到1352.842 Å的位置结束，超出这个范围则认为不在属于Si II 1352.69 Å。同时他的谱线宽度也被限制在260 mÅ以内。其他谱线也做了类似的限制，具体见表 4.1。在这些混合发射线中，最强的一条色球谱线是C I。以前的观测结果[35, 50, 82, 83, 121]显示其静止线心位于大约1354.29 Å处，同时这是一条很窄的色球发射线。因此在多高斯拟合的过程中我们限制了他的线心位置和谱线宽度。他的线心位置的拟合范围是 1354.29 ± 0.26 Å，即从1354.03 Å到1354.55 Å。而他的最大拟合线宽是130 mÅ，超过这个范围就不在是C I的成分。最后我们确定Fe XXI这条日冕线的拟合线心和线宽。众所周知，Fe XXI是一条很宽的日冕线[35, 50, 82, 83, 121, 190, 192]。因此我们在进行高斯拟合的过程中也对其进行了部分限制。在高斯拟合过程中，他的线心被设置成 1354.09 ± 1.28 Å，这一范围几乎覆盖了整个‘O I’窗口。同时他的线宽有一个最小值230 mÅ，只有超过这个宽度的成分才认为是Fe XXI而被拟合。

第二步，约束在耀斑期间混合发射线与其他相似谱线的强度（即峰值强度）。这些用来约束的谱线与混合发射线有着相似的行为表现，而且他们都是孤立的谱线，比较容易用单高斯拟合得到他们的谱线强度。图 4.5（c）显示日冕线Fe XXI与7条色球发射线混合在一起，很难只在一个‘O I’窗口内得到他们的谱线强度。幸运的是IRIS还有其他窗口的光谱观测，比如‘1343’、‘Fe XII’等窗口。这些窗口内也有一些发射线，而且有3条发射线（H₂ 1342.77 Å、Si II 1350.06 Å和Fe II 1354.76 Å）与‘O I’窗口内的混合发射线有着相似的行

为表现（详见表 4.1）。这3条发射线相对比较孤立，他们的谱线强度可以很容易的从单高斯拟合中得到，从而可以用来约束‘O I’窗口内6条混合谱线的强度。具体是‘O I’窗口内的两条Si II线（1352.74和1353.72Å）约束在‘Fe XII’窗口内的Si II 1350.06 Å线上，‘O I’窗口内的两条Fe II线（1353.02和1354.01 Å）约束在‘O I’窗口内的Fe II 1354.76 Å线上，‘O I’窗口内的两条未知线（1353.32和1353.39 Å）约束在‘1343’窗口内的H₂ 1342.77 Å线上。具体参数见表 4.1。

第三步，使用多高斯拟合的方法确定Fe XXI和C I在耀斑爆发期间的谱线参数，包括谱线强度和多普勒速度。在图 4.5中，我们用红色短线标出了6条与Fe XXI混合的色球发射线和3条孤立的色球发射线，用蓝色短线标出了4条孤立的发射线。此外还有1条Fe XXI和1条C I分别用天蓝色和紫红色的曲线标出。这些谱线分别位于IRIS的三个光谱窗口（‘1343’、‘Fe XII’和‘O I’）。这样在IRIS的三个窗口内总共有15条发射谱线，因此我们用15条高斯函数来拟合这15条IRIS谱线。即，来自IRIS光谱的15条发射线被叠加到线性的背景上，同时在IRIS的三个窗口进行多高斯拟合。在我们的拟合方法中，Fe XXI和C I的谱线强度都是自由的，没有经过任何限制，完全是由高斯函数拟合得到的，而他们的线心和线宽只是做了一点很小限制，几乎可以说是自由的。与Fe XXI和C I混合的6条色球发射线则被进行了有效限制，包括他们的线心和线宽，而他们的谱线强度则被约束在了其他发射线上。剩余的7条孤立的发射线则被限制了线心位置和谱线宽度，但却有自由的谱线强度。图 4.5给出了多高斯拟合结果的一个例子。黑色曲线是IRIS在狭缝位置约64.7"的谱线轮廓（耀斑 1），注意这里的位置是沿着IRIS狭缝方向的，并不是太阳的真实坐标。橙色的短线标出了谱线轮廓的位置。褐色曲线是多高斯函数拟合的结果，绿线则给出了多高斯拟合的线性背景。在我们的多高斯拟合方法中，15条IRIS谱线的强度、线心位置和线宽都可以通过多高斯拟合得到，这包括耀斑期间谱线的任意时间和任意沿着狭缝的位置。在图 4.5中的三个窗口的曲线（黑色）中，我们还可以看到一些其他位置的发射线，比如1342.09、1344.08、1348.03、1350.75、1352.02和1355.64 Å等。他们基本上位于IRIS光谱窗口的边缘，而且都比较孤立不会影响我们多高斯拟合的结果。因此，在我们的多高斯拟合中，并没有考虑这些谱线。

图 4.6进一步给出了关于IRIS光谱多高斯拟合的四个例子，其中上面两个图（a和b）来自耀斑 1的光谱观测，下面两个图（c，d）则来自耀斑 2的光谱

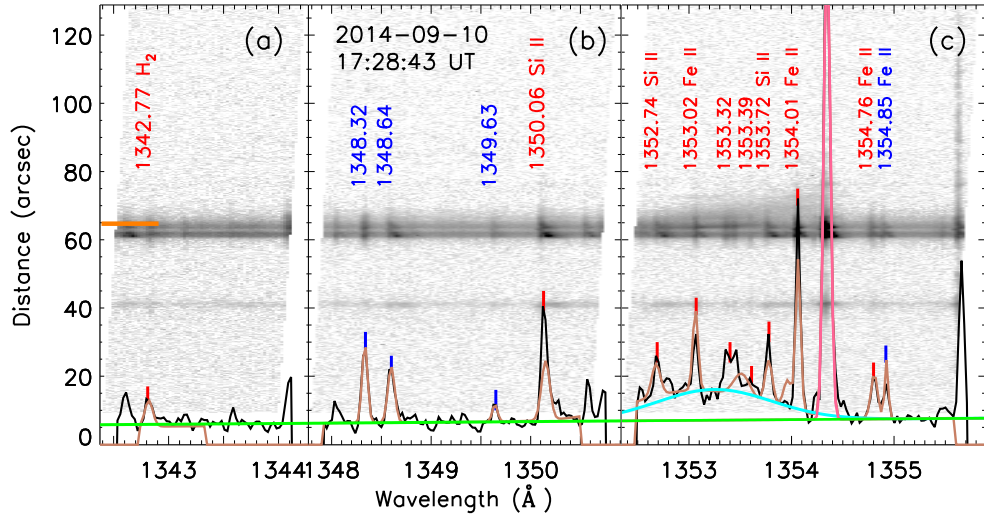


图 4.5: 耀斑 1 在三个窗口（‘1343’ (a)，‘Fe XII’ (b) 和 ‘O I’ (c)）的 IRIS 光谱图（17:28:43 UT）。黑色曲线是 IRIS 在狭缝位置约 64.7''（被橙色的短线所标出）的谱线轮廓。褐色曲线则代表了多（15）高斯拟合的结果，绿线标出了拟合的线性背景。Fe XXI 的拟合结果用天蓝色曲线标出，C I 的拟合结果则用紫红色曲线表示。红色和蓝色的小短线标出了其他 13 条发射线。

观测。这里只给出了 ‘O I’ 一个窗口的观测数据和拟合结果，因为这一个窗口已经可以说明我们的拟合结果是可信的。图中各种颜色的曲线和短线和图 4.5 中基本是一致的。多出的两条垂直短线则分别代表了 Fe XXI 和 C I 的静止线心位置。众所周知 Fe XXI 是一条典型的日冕谱线，他的形成温度达到了 ~ 11 MK ($\log T \approx 7.05$)，因此这条线只能存在于耀斑爆发的时候，在宁静太阳上则不可能存在。基于这个原因，我们不能利用宁静太阳的光谱来确定 Fe XXI 的静止线心。最近关于 IRIS 光谱的观测研究结果显示 Fe XXI 的静止线心的范围在 $1354.08 \text{ \AA}$ 到 $1354.10 \text{ \AA}$ 之间 [72, 157, 190, 192, 208]。这里，我们取他们的平均值 ($1354.09 \text{ \AA}$) 作为 Fe XXI 的静止线心。C I 则是一条典型的色球发射线，他的形成温度只有大约 10^4 K ($\log T \approx 4.0$) [77]，所以他的静止线心可以通过太阳宁静区域（或非耀斑区域）的发射线来决定。图 4.6 (b) 中的黑色虚线给出了来自非耀斑区域的光谱曲线，黑色短线则标出了光谱曲线的中心位置，光谱曲线就是以其为中心而平均 10 个像素点得来的。这里为了让图看起来更清楚，我们只显示出了 C I 附近（从 $1353.66 \text{ \AA}$ 到 $1354.68 \text{ \AA}$ ）的光谱曲线。最后我们得到 C

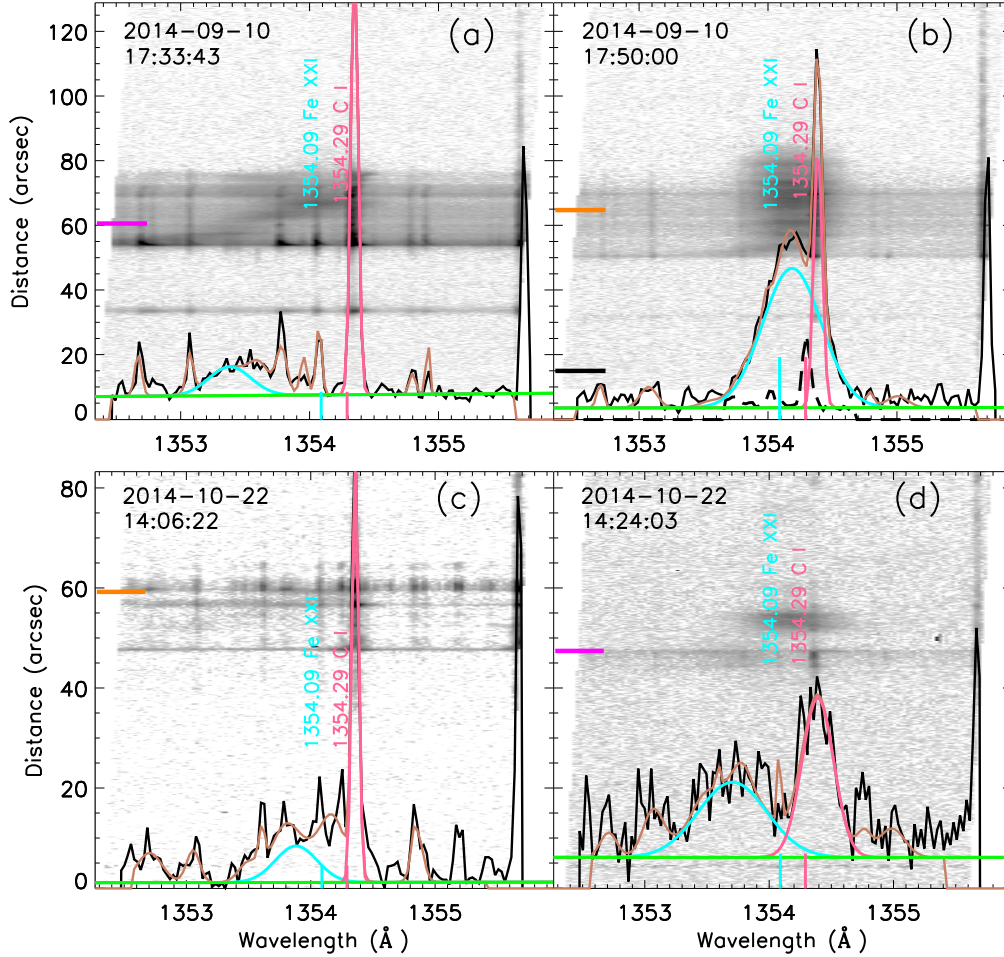


图 4.6: 耀斑 1 和耀斑 2 在 ‘O I’ 窗口的 IRIS 光谱图 (四个不同时刻)。图中各种颜色的曲线与图 4.5 中相同。竖直的彩色短线则分别标出了 Fe XXI (天蓝色) 和 C I (紫红色) 静止线心的位置。虚线给出了非耀斑区域 (短黑线所示) 的光谱曲线。

I 的静止线心是 $1354.29 \text{ \AA}$ 。

4.3.2 光谱拟合的结果

利用上述改进的多高斯拟合方法, 我们从 IRIS 光谱观测中得到了耀斑中 Fe XXI 和 C I 的谱线强度、线心位置和谱线宽度等信息。图 4.7 给出了耀斑 1 中的 Fe

表 4.1: 多高斯拟合的参数 (15条谱线)。

IRIS窗口	离子	波长范围(Å)	线宽(mÅ)	约束谱线	峰值强度比
'O I'	Si II	1352.74 ± 0.102	≤ 260	Si II 1350.06	0.54
	Fe II	1353.02 ± 0.051	≤ 88	Fe II 1354.76	1.85
	Unknown	1353.32 ± 0.061	≤ 102	H ₂ 1342.77	0.79
	Unknown	1353.39 ± 0.061	≤ 102	H ₂ 1342.77	1.50
	Si II	1353.72 ± 0.102	≤ 260	Si II 1350.06	0.49
	Fe II	1354.01 ± 0.051	≤ 88	Fe II 1354.76	3.43
	Fe XXI	1354.09 ± 1.28	≥ 230		
	C I	1354.29 ± 0.26	≤ 130		
	Fe II	1354.76 ± 0.051	≤ 88		
	Fe II	1354.85 ± 0.061	≤ 102		
'Fe XII'	Si II	1350.06 ± 0.102	≤ 260		
	Unknown	1348.32 ± 0.067	≤ 102		
	Unknown	1348.64 ± 0.067	≤ 102		
	Unknown	1349.63 ± 0.051	≤ 77		
'1343'	H ₂	1342.77 ± 0.061	≤ 102		

XXI和C I的谱线强度和多普勒速度的时空图，其拟合时间从2014年9月10日的17:12 UT到17:58 UT。图 (a, c) 显示沿着IRIS光谱狭缝方向有两处EUV辐射很强的区域，他们分别位于狭缝上约60"–80"和约35"–40"的区域。这两处区域分别对应于图 4.2 (b) 中弯曲耀斑带的两个传播前沿（分别是沿着IRIS狭缝大约120"和100"处），这个耀斑带靠北的部分被箭头所标出。我们在这两处区域分别选取了三个不同时刻的光谱图展示在图 4.5和 4.6 (a, b) 中，图中还给出了位于IRIS狭缝两个不同位置（~64.7"和60.6"）的光谱曲线及其拟合结果。从这些图上我们可以看到虽然耀斑 1在刚开始的时候（约17:20 UT）就有一些比较弱的辐射，但耀斑带开始经过IRIS狭缝的时刻却是在大约17:25 UT。在耀斑刚开始的时候，耀斑带的前沿只是一个很窄的小区域，随着耀斑的爆发，他在沿着IRIS狭缝的方向很快的膨胀，其宽度在17:40 UT以后达到了大约25"。我们在前面已经提到过，这一过程暗示了耀斑带横穿IRIS狭缝的传播运动。

本章中多普勒速度（包括Fe XXI和C I）是由多高斯拟合的线心减去静止

线心得到的。从图 4.7 (b) 可以看出耀斑带一开始的时候表现为蓝移, 然后变为红移, 这是日冕谱线 Fe XXI 的多普勒速度在 IRIS 狭缝处随时间的演化。产生这种演化的原因是耀斑在开始的时候产生了色球蒸发, 然后这些被加热的物质在冷却后沿着耀斑环下落到色球层。同时我们的观测结果还显示色球蒸发出现在耀斑带的外层边缘。这符合耀斑的标准模型和以前的观测结果[40, 101]。另一方面, 色球蒸发倾向于出现在耀斑带的前沿, 其蒸发速度 (Fe XXI 的蓝移速度) 可达到 $\sim 230 \text{ km s}^{-1}$, 而在日冕中的回落速度则只有大约 25 km s^{-1} 。从图 4.7 (b) 中还可以粗略的估计耀斑的蒸发时标 (即 Fe XXI 蓝移的持续时间) 大约是 10 分钟。图 4.7 (d) 给出了色球谱线 C I 的多普勒速度时空图, 与日冕谱线 Fe XXI 不同, 他在耀斑的整个脉冲相期间都表现为红移。这个结果说明耀斑 1 属于爆发式的色球蒸发。图中结果显示 C I 的最大红移速度和 Fe XXI 的最大蓝移速度在时间上是一致的。C I 的最大红移速度是 27 km s^{-1} 。Fe XXI 在其蓝移速度过后, 表现为与 C I 相似的红移速度。

图 4.8 显示了耀斑 2 中沿着 IRIS 光谱狭缝的谱线强度和多普勒速度时空图。与图 4.7 类似, 我们给出了两条发射线的时空图, 分别是日冕谱线 Fe XXI 和色球发射线 C I。通过前面的叙述我们知道这个耀斑的光谱观测属于扫描模式, 每次扫描有 8 步。每一步都可以得到一幅沿着 IRIS 狭缝的时空图, 因此我们总共可以得到 8 幅时空图。图 4.8 中仅仅显示了第二步 (即沿着第二条 IRIS 光谱狭缝) 的时空图。如此一来, 狭缝之间的时间间隔就变为 $\sim 131 \text{ s}$ ($16.4 \text{ s} \times 8$)。沿着 IRIS 狭缝的两个特殊位置 ($\sim 59.2''$ 和 $47.4''$) 的光谱曲线分别在图 4.6 (c) 和 (d) 中。与耀斑 1 类似, 耀斑 2 也属于爆发式色球蒸发, 这在图 4.8 (b, d) 中可以看出。日冕谱线 Fe XXI 在耀斑带开始的时候表现为蓝移, 然后变为红移, 而色球发射线 C I 在这个耀斑期间都表现为红移。耀斑 2 的蒸发速度 (Fe XXI 的蓝移) 可以达到 $\sim 145 \text{ km s}^{-1}$, 而在后期的下降速度 (Fe XXI 的红移) 只有约 20 km s^{-1} 。粗略的估计耀斑 2 的蒸发时间要大于 10 分钟。

4.4 结果和讨论

目前我们得到了两个耀斑的 HXR 流量曲线和多普勒速度 (包括日冕谱线 Fe XXI 和色球发射线 C I), 接下来我们可以利用他们研究耀斑脉冲相期间 HXR 辐射和色球蒸发速度之间的关系。

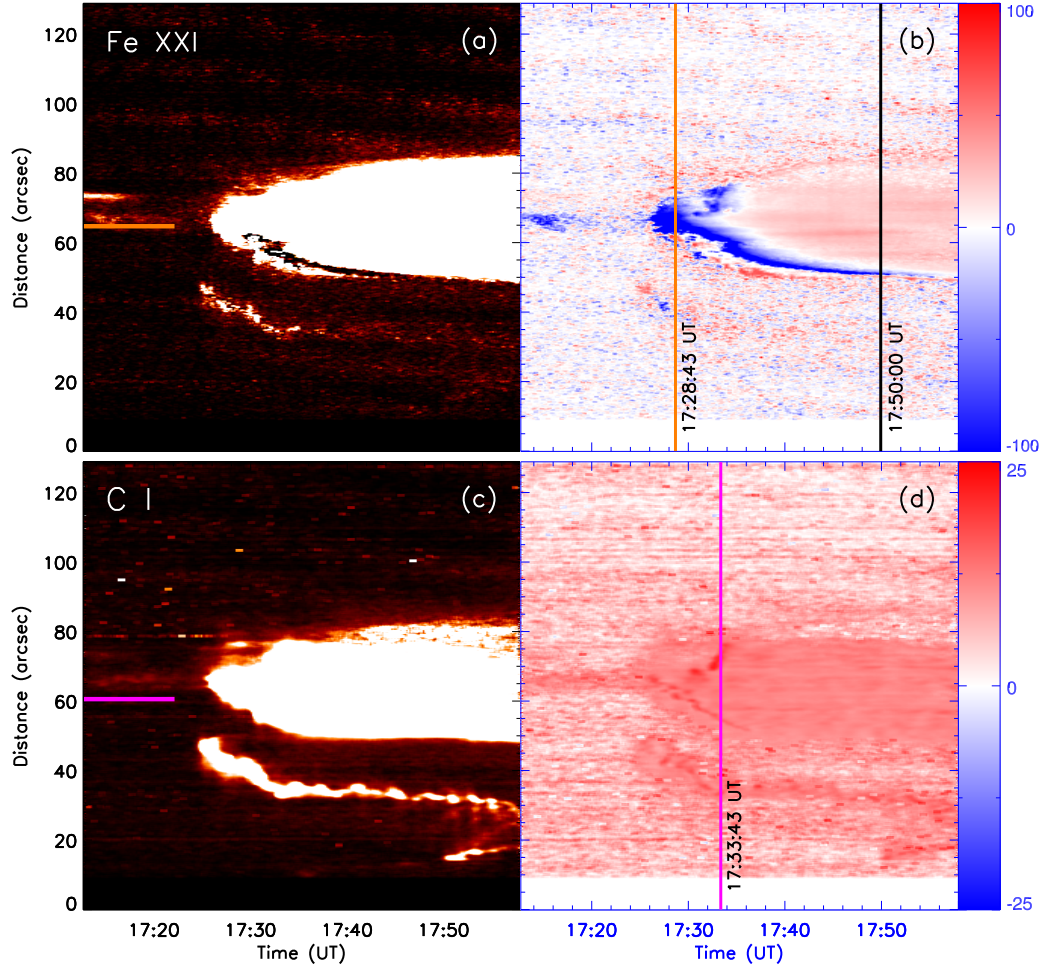


图 4.7: 耀斑 1 中多高斯拟合得到的时空图, 分别是 Fe XXI 的谱线强度 (a) 和多普勒速度 (b), C I 的谱线强度 (c) 和多普勒速度 (d)。X 轴是耀斑的演化时间, Y 轴是整个 IRIS 光谱狭缝的距离。橙色的横短线标出了图 4.5 中光谱曲线的位置, 竖直的橙线则给出了其时间。其他颜色的横线和竖线则分别给出了图 4.5 (a, b) 中光谱曲线的位置和时刻。

4.4.1 结果

图 4.9 显示的是两个耀斑的 HXR 流量曲线和日冕与色球谱线 (Fe XXI 和 C I) 的多普勒速度随时间的演化曲线。图 (a) 显示耀斑 1 在脉冲相期间有 3 个 HXR 峰, 他们被数字标出。此外, 在大约 17:46 UT 处的峰已经过了耀

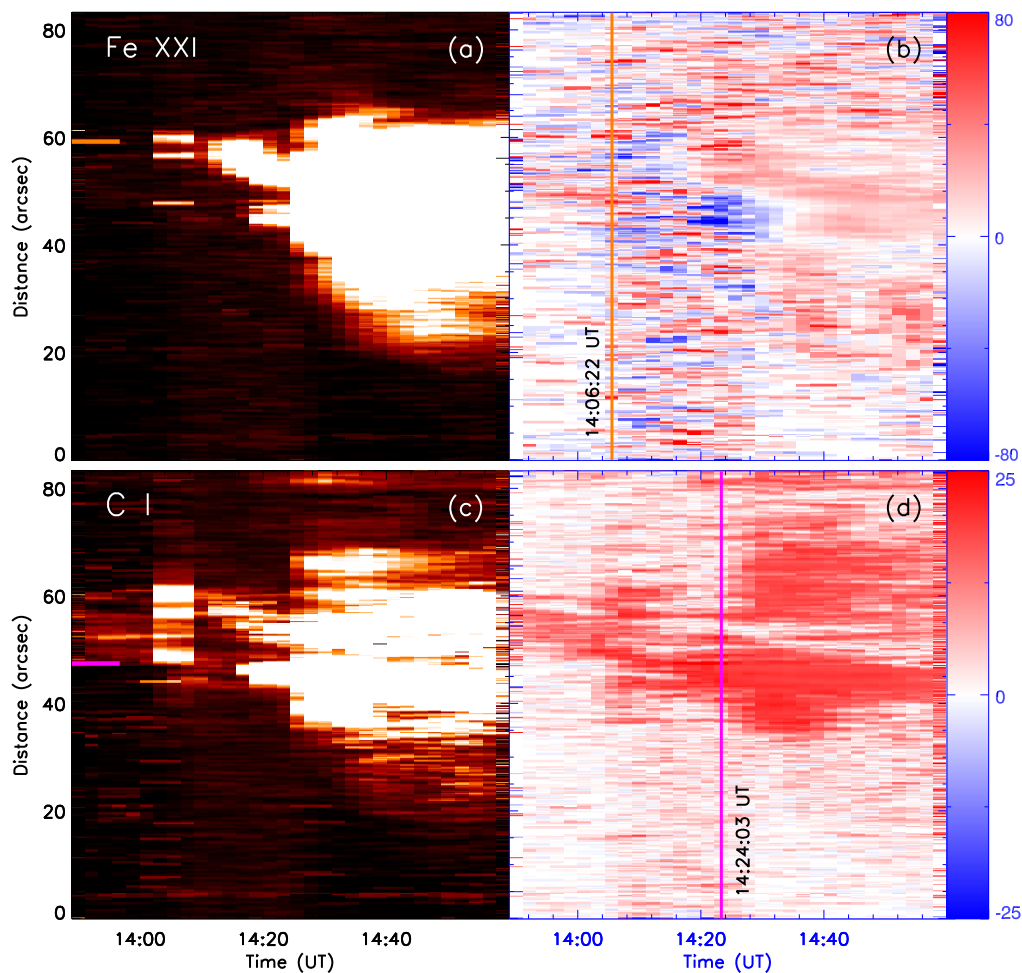


图 4.8: 耀斑 2 的拟合结果, 与图 4.7 相似。Y 轴给出的是沿着 IRIS 光谱狭缝的部分距离, 其位于图 4.1 中的两条蓝短线之间。

斑的脉冲相阶段, 同时这个峰是由 Fermi 卫星探测器对太阳的朝向角的改变引起的, 并不能反应耀斑真实的辐射。图 (c, e) 则给出了耀斑 1 在两个特殊位置的多普勒速度 (包括 Fe XXI 和 C I) 随时间演化的曲线, 两个位置分别是在 IRIS 狭缝的 $64.7''$ (橙色曲线) 和 $60.6''$ (紫色曲线) 处。爆发式色球蒸发的模型认为在耀斑爆发过程中, 日冕谱线 (如 Fe XXI) 表现为蓝移速度, 而在相同的时间内色球发射线 (如 C I) 则表现为红移速度。这与我们的观测结果一致, 说明耀斑 1 属于典型的爆发式色球蒸发。图 (c) 显示在耀斑爆发过程中, Fe

XXI的多普勒速度从0迅速的增加到最大蓝移，然后缓慢的减小到0，接下来变为红移并一直持续下去。关于耀斑最后持续的红移速度，我们认为有两种可能的解释。一种解释是这些红移是由于物质下落引起的，在耀斑爆发过程中那些被加热的物质在冷却后沿着耀斑环下落到色球层。另一种解释则认为这些红移速度是由耀斑环收缩引起的，耀斑环的收缩在拱形耀斑的成像观测中已有许多报道[6, 84, 85, 98, 106, 107, 113, 141, 179, 197, 199, 205, 213, 214]，或许这些红移可以看做耀斑环收缩的光谱特征。与Fe XXI的多普勒速度曲线类似，C I的多普勒速度首先快速增加到最大红移，然后逐渐减小到一个比较平稳的红移速度（约 24 km s^{-1} ），如图（e）所示。C I的多普勒速度虽然一直表现为红移，但却包含了两种物理机制。在耀斑的脉冲相期间，C I红移的爆发峰是由色球压缩引起的，在相同时间段内，Fe XXI的蓝移会由于对应的色球蒸发而出现峰。而在耀斑衰减相期间，C I的红移可能是由蒸发物质的回落或耀斑环的收缩引起的，因而这时红移速度是稳定的而非爆发式的。在多普勒速度曲线上（图4.9 c），Fe XXI和C I都表现为爆发式的峰，他们的峰值速度分别可以达到 -200 km s^{-1} 和 27 km s^{-1} ，而且达到峰值的时间几乎是相同的。图（c）中的黑线标出了宁静时间内的多普勒速度，以此计算其标准方差（ σ ）。我们把三倍的标准方差（ 3σ ）作为背景，如图中虚线所示，其中的加号（‘+’）标出了与HXR峰对应且蓝移速度大于 3σ 的点。同时可以用他们估算耀斑的蒸发时标，这里将Fe XXI的蓝移速度大于 3σ 的时刻作为蒸发的起点，以蓝移速度由最大衰减到0的时刻作为蒸发的结束，可以得到耀斑 1 的蒸发时标大约是10分钟。这个时标与以前的观测结果是一致的[47, 72, 192]。图（e）中的加号标出了与图（c）中相同的点。在蒸发结束后，Fe XXI的多普勒速度变为红移，速度约为 24 km s^{-1} ，同时期C I的红移速度有着相近的值（大约 24 km s^{-1} ），说明物质从日冕回落的速度是相似的。图中多高斯拟合的误差棒是每隔20个点显示一个，他们代表了 $2\text{-}\delta$ 大小的不确定性。橙色和紫色的误差棒则分别代表了两个不同IRIS狭缝位置的多高斯拟合误差。在耀斑带，辐射的增强直接导致拟合的速度误差减小到大约 2 km s^{-1} （ $\delta=2 \text{ km s}^{-1}$ ）。与图（a, c和e）类似，图（b, d和f）给出了耀斑 2 的HXR流量曲线，Fe XXI和C I的多普勒速度曲线。这里我们只给出了HXR的一个能量通道25–50 keV。因为在耀斑 2 的脉冲相期间，只有这一个通道显示出两个明显的HXR峰（‘1’和‘2’）。如前所述，IRIS探测耀斑 2 的光谱为扫描模式，图（d, f）给出的是位于第二条狭缝的多普勒速度曲线，其位置分别是 $\sim 59.2''$ 和 $47.4''$ ，因此他们的时间分辨率比较低，只有131 s。利用与耀

斑 1 相同的方法，我们从 Fe XXI 的多普勒速度曲线上估算出耀斑 2 的蒸发时标大约是 11 分钟。多高斯拟合的误差棒是每隔 2 个点显示的，颜色与多普勒速度曲线相对应。

图 4.9 (a) 显示耀斑 1 在三个通道内都有 3 个明显的 HXR 峰，其中后两个 HXR 峰可以很好的对应于 Fe XXI 和 C I 多普勒速度的峰（见图 c, e）。也就是说，Fe XXI 和 C I 的多普勒速度都表现为‘增长-峰值-衰减’的时间演化模式，这与 HXR 辐射‘上升-极大-衰减’的时间变化一致。如果进一步考虑速度的方向，HXR 的流量曲线与日冕谱线 Fe XXI 的多普勒速度是负相关的，而与色球发射线 C I 的多普勒速度则是正相关的。这是由于 Fe XXI 的多普勒速度表现为蓝移，而我们一般取蓝移速度为负值，以便和红移速度区分开。这种对应关系同样可以在耀斑 2 中发现。图 (b) 显示耀斑 2 在通道 25–50 keV 内有两个明显的 HXR 峰，他们很好的对应于 Fe XXI 和 C I 多普勒速度的峰（图 d, f）。

为了进一步研究 HXR 辐射和多普勒速度的关系，图 4.10 给出了两个耀斑中 HXR (27.3–50.9 keV 或 25–50 keV) 峰值流量和 Fe XXI 与 C I 多普勒速度的散点图，其中的散点来自图 4.9 中的加号所在的位置和时刻。图 (a, b) 显示耀斑 1 中的后两个 HXR 峰值流量与 Fe XXI 的多普勒速度是高度负相关的，其相关系数可达 -0.95 和 -0.81；而与 C I 的多普勒速度则是高度正相关的，相关系数更高达 0.93 和 0.91。耀斑 2 中同样存在类似的相关性（图 c, d）。这个观测结果与非热电子驱动色球蒸发的模型是一致的。换句话说，这么高 (>0.7) 的相关系数说明非热电子可以引起 HXR 辐射并在下降到色球后驱动爆发式的色球蒸发。由于耀斑 2 的时间分辨率很低，因此在图 4.10 (c, d) 中每个 HXR 峰只有 4 个点可用。对于第一个峰，HXR 在 25–50 keV 处的辐射强度开始时很弱，只有大约 20 counts s^{-1} ，然后突然迅速增强，且在最大值过后仍比初始值大一个量级。所以在图 4.10 (c, d) 中有一个孤立的点，他位于 HXR 辐射流量大约 20 counts s^{-1} 处。如果忽略这个点，那相关系数会更高。虽然在耀斑 2 中，样本数很少，只有 4 个点，然而由于其相关系数很高，因此相关性的可信度还是很高的。根据相关系数界值表可知，对于样本数为 4 的一组数据，其相关系数如果是 0.8，那么置信度可达 80%。如果样本数更多，或者相关系数更高，那可信度也会更高。因此我们的结果在统计上也是可信的。

耀斑 1 的 HXR 辐射流量除了在 27.3–50.9 keV 有三个峰外，在其他两个 HXR 通道也有对应的峰，因此我们同时画出了在更高能段（如 50.9–102.3 keV 和 102.3–296.4

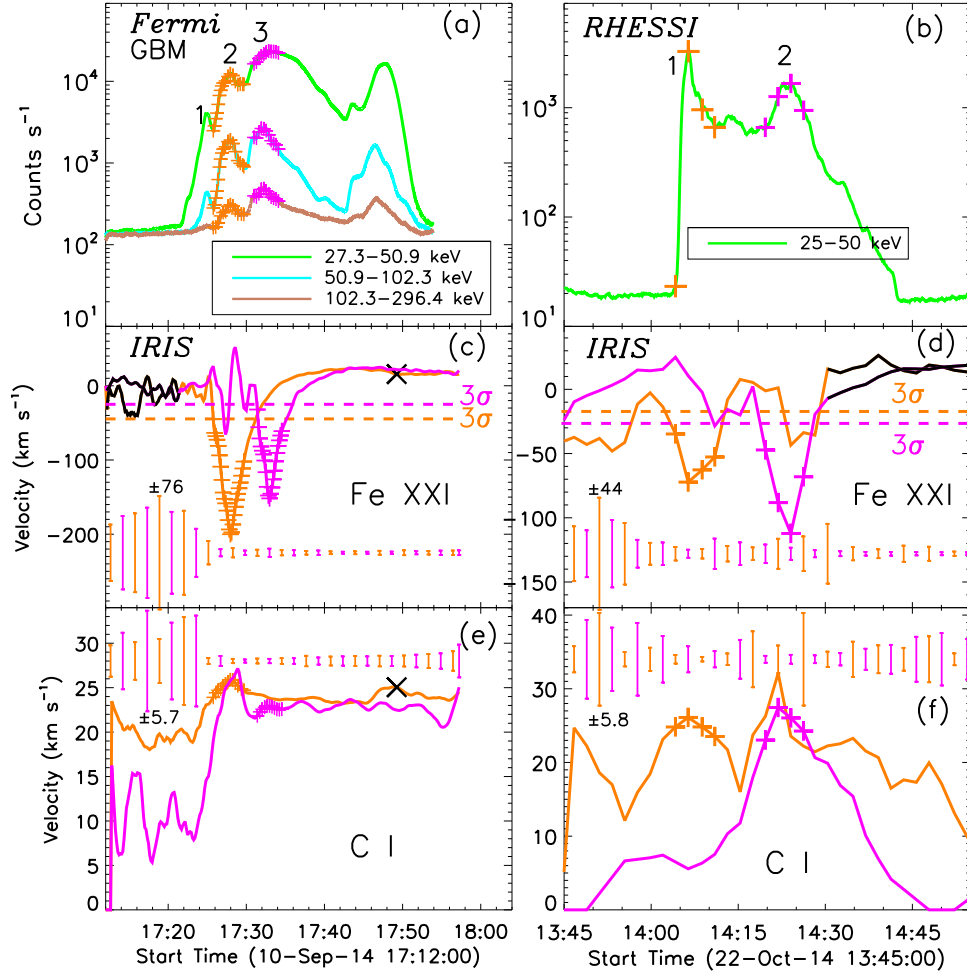


图 4.9: 上图: 耀斑 1 和耀斑 2 在爆发过程中的 HXR 流量曲线, 数字标出了脉冲相期间的峰。中和下图: 两个耀斑在爆发过程中在各自选定的 2 个位置 (详见论文) 的多普勒速度曲线, 包括 Fe XXI 和 C I。图 (c, d) 中的黑线表示选定的背景区域用来计算标准方差 (σ), 虚线则给出了 3 倍的标准方差。加号 ('+') 标出了多普勒速度大于 3σ 且与 HXR 峰相对应的点。叉号 ('×') 则给出了耀斑在衰减相的一个点, 它对应的光谱曲线见图 4.6 (b)。误差棒给出的是多高斯拟合的不确定性。

keV) HXR 峰值流量与 Fe XXI 和 C I 多普勒速度的散点图, 如图 4.11 所示。结果显示 HXR 辐射与日冕谱线 (Fe XXI) 的多普勒速度是高度负相关的, 而与色球

发射线（C I）的多普勒速度则是高度正相关的。他们的相关系数都大于0.85，有的甚至达到-0.98，从而进一步证明了我们的结果。

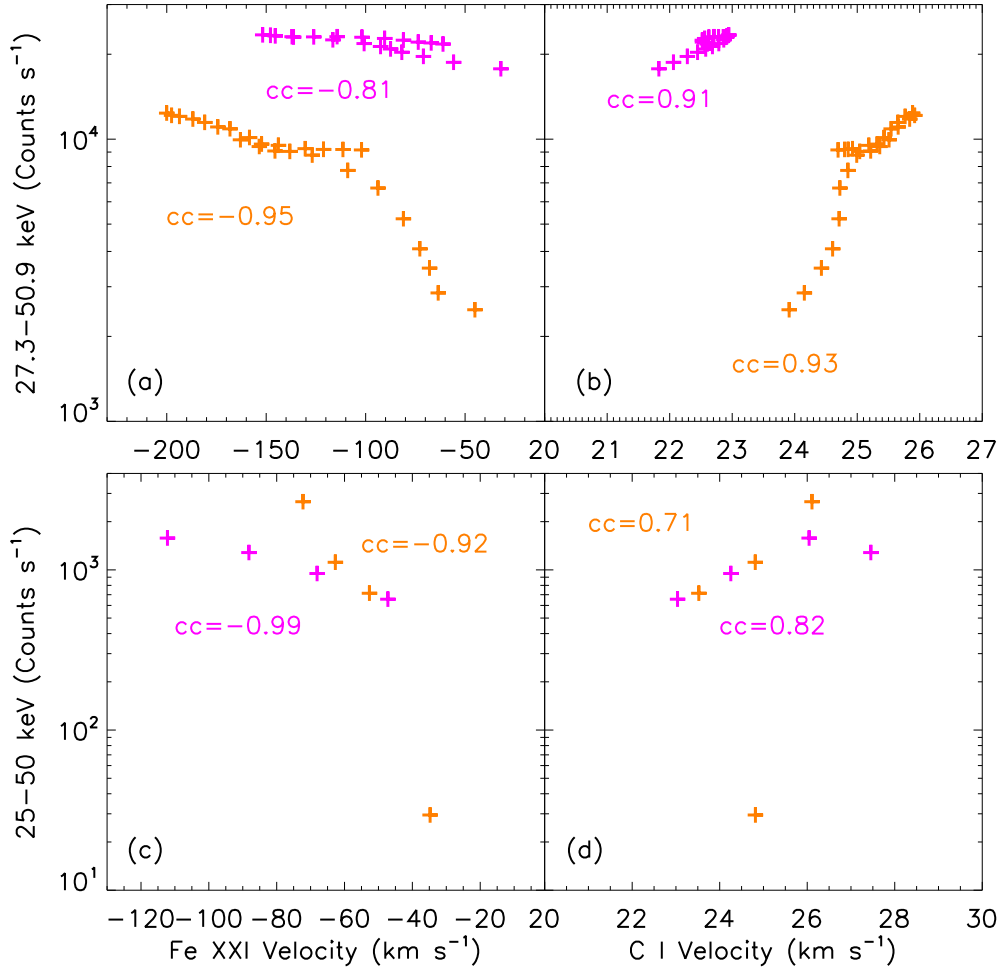


图 4.10: HXR (27.3–50.9 keV或25–50keV) 辐射流量和Fe XXI与C I多普勒速度关系的散点图，数据分别来自耀斑 1 (a, b) 和耀斑 2 (c, d)。他们对应的相关系数 (cc) 也在图中给出。

4.4.2 讨论

使用IRIS的光谱观测数据和Fermi或RHESSI的HXR观测数据，我们研究了两个X1.6级耀斑在爆发式色球蒸发过程中HXR辐射和多普勒速度（Fe XXI和C

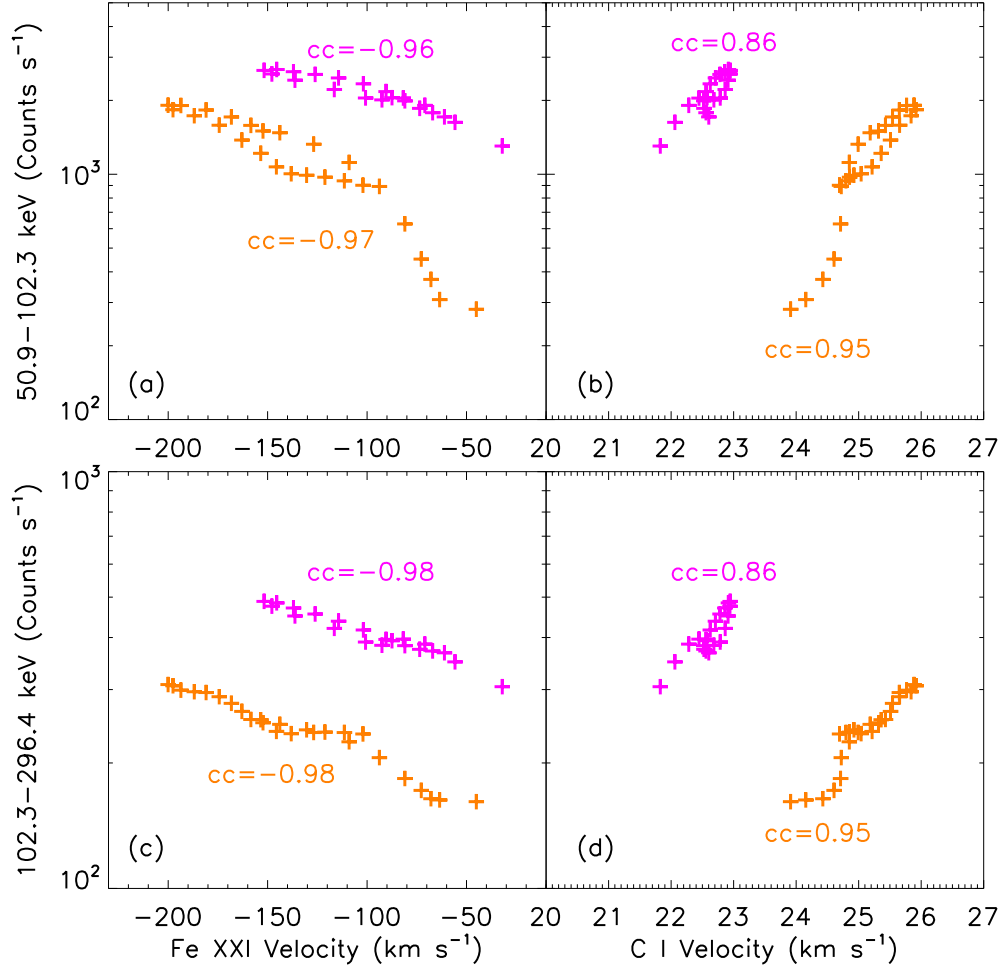


图 4.11: 在更高能量范围 (50.9–102.3 keV 和 102.3–296.4 keV) 内, 耀斑 1 的 HXR 辐射和多普勒速度关系的散点图。

I) 之间的关系。这两个耀斑分别发生在 2014 年 9 月 10 日和 10 月 22 日。利用多高斯拟合的方法, 我们从 IRIS 光谱观测中得到了 Fe XXI 和 C I 的谱线强度和多普勒速度。沿着 IRIS 狭缝的位置, Fe XXI 和 C I 多普勒速度的大小都表现为 ‘增长-峰值-衰减’ 的时间演化模式, 这与 HXR 辐射 ‘上升-极大-衰减’ 的时间变化是一致的。在 IRIS 狭缝的某些特殊位置, HXR 辐射与日冕线 Fe XXI 的多普勒速度是高度负相关的, 而与色球发射线 C I 则有着很高的正相关性, 说明这两个 X1.6 级耀斑的爆发式色球蒸发是由非热电子驱动的。我们的观测结果与

以前的发现[26, 62, 63, 125, 190]是一致的。最近Tian等人[192] (2015) 分析研究了2014年9月6日和10日两个耀斑的观测数据, 他们发现了类似的结论, 即Fe XXI的蓝移速度与GOES软X射线流量的导数之间存在很高的相关性。

在图 4.9的多普勒速度 (包括Fe XXI和C I) 曲线中, 我们给出的是两个特殊的沿IRIS狭缝的位置 (耀斑 1和 2都是), 这才导致我们得到了很好的与HXR辐射的相关性。实际上多普勒速度的峰值时刻在狭缝的不同位置是不一样的 (见图 4.7)。也就是说在相同的时间间隔内, 位于其他狭缝位置的多普勒速度与HXR辐射的相关性并不很好。然而, 位于不同位置的多普勒速度随时间演化的形状都是相似的, 区别只是到达峰值时刻的时间。这种现象可能与耀斑带沿着IRIS狭缝的传播和膨胀有关。也就是说我们通过移动多普勒速度的峰值时间可以得到多普勒速度与HXR辐射的高相关性。只是处于不同狭缝位置的多普勒速度, 其移动的时间间隔是不同的。在我们研究的两个狭缝位置, 多普勒速度不需要移动就可以得到很高的相关性 (见图 4.10和 4.11)。比如图 4.9 (e) 中紫色曲线所表示的多普勒速度, 他的第一个峰 (约在17:29 UT) 如果往前移动大约1分钟的话, 那就很好的与图 (a) 中的峰 ‘2’ 相对应; 而他的第二个峰 (约17:33 UT) 则不需要移动就与HXR的峰 ‘3’ 对应的很好。在Tian等人 (2015) 最近的一篇文章[192]中也研究了耀斑 1, 他们报道了Fe XXI的蓝移与SXR流量导数之间在最大相关时存在一个时间延迟 ($\sim 0.5 - 2.0$ 分钟)。这个时间延迟或许是由于光谱在IRIS狭缝的不同位置引起的。当耀斑带向西南方向传播并随时间而不断膨胀的时候, Fe XXI蓝移到达峰值速度的时间也是随IRIS狭缝的不同位置而不断变化的 (见图 4.2和 4.7)。在本章中, 我们拟合了沿着IRIS狭缝方向的所有光谱数据, 从而得到了耀斑脉冲相期间完整的多普勒速度时空图, 同时可以得到任意IRIS狭缝位置的多普勒速度曲线。另一方面, 两个耀斑中, Fe XXI和C I在耀斑的衰减相都表现为红移速度, 尤其是耀斑 1更明显。在图 4.9 (c, e) 中叉号 (‘x’) 所示的时刻, Fe XXI表现为明显的红移, 其速度约为 24 km s^{-1} , C I的红移速度显示有一个小峰。图 4.6 (b) 给出了这个时刻的光谱形状, 结果表明此时Fe XXI和C I都有很强的辐射。在我们选定的位置 (‘x’), Fe XXI和C I从多高斯拟合中得到的线心位置分别是 1354.19 和 $11353.40 \text{ \AA}$, 谱线宽度分别为 524.33 和 $76.96 \text{ m\AA}$ 。他们都显示为明显的偏离静止线心的红移。Fe XXI和C I的这些红移速度可能来自蒸发物质的回落或耀斑环在耀斑衰减相的收缩。

本章中我们选定的色球发射线C I的静止线心为 $1354.29 \text{ \AA}$, 这个数值是从

非耀斑区域的光谱观测得到的（图 4.6）。这个值与最近关于IRIS光谱观测的研究结果[157, 164]是一致的。然而日冕谱线Fe XXI的形成温度非常高（约11 MK），只能存在于耀斑区域的光谱观测。因此我们无法从非耀斑区域的光谱观测中确定其静止线心。由于Fe XXI很宽，在相关文献中他的静止线心也是有很大变化的。Doschek等人[50]（1975）第一次从太阳耀斑的光谱中辨认出Fe XXI，并测出其静止线心为1354.1 Å。接下来许多作者都对Fe XXI进行了研究，得到其静止线心的范围大约是从1354.06 Å到1354.12 Å[35, 58, 82, 83, 121, 201]。在本章中我们取他们的平均值1354.09 Å作为Fe XXI的静止线心，这个数值与最近关于IRIS光谱研究的结果[72, 157, 164, 190, 192, 208]是很相似的。如果考虑到文献中关于Fe XXI静止线心的范围很宽，那我们使用的静止线心就有一个不确定度，即 ± 0.03 Å，相应的多普勒速度不确定性则为 ± 6.6 km s⁻¹。在耀斑的衰减相，Fe XXI的辐射基本是稳定的，因此理论上可以从此时的光谱辐射中确定Fe XXI的静止线心。然而我们从耀斑衰减相得到的线心大约是1354.19 Å，这个数值远大于以前的研究，因此作为静止线心是不合理的。我们知道日冕谱线Fe XXI只存在于耀斑区域，而在非耀斑区域中由于温度不够高是不可能存在的。因此，在图 4.7（a, b）和 4.8（a, b）中位于耀斑区域之外的强度和多普勒速度是无效的，他们属于观测数据拟合的噪声。同时，色球发射线C I在非耀斑区域虽然有辐射，但他们基本是静止的，没有偏移。因此，图 4.7（d）和 4.8（d）中在耀斑区域之外的多普勒速度也是对观测数据拟合时产生的噪声，不是真实的。

在本章中，我们用多高斯拟合的方法得到了Fe XXI和C I的谱线强度和多普勒速度。这里在得到他们多普勒速度的过程中有三处不确定性。第一、多高斯拟合过程中差生的误差。如图 4.9所示，拟合误差在非耀斑区域是非常大的，而在耀斑区则变得非常小，不管是Fe XXI还是C I的多普勒速度曲线。这也说明了非耀斑区的强度和多普勒速度属于拟合噪声。这种拟合误差来自拟合方法中的数学算法，是无法消除的。第二、来自低温发射线（如Fe II、Si II等）的红翼增强或红移成分可能对Fe XXI的确认产生影响[192, 208]。到目前为止，还没有很好的方法从Fe XXI中完全分离提取出这些混合谱线，而利用相同或相似的离子谱线来对这些混合谱线进行一定的限制和约束就是一个很好的近似方法。因此我们利用IRIS其他窗口的谱线来对Fe XXI附近的混合谱线进行强度约束，并限制他们的谱线位置和谱线宽度（详见表 4.1），从而消除这些低温发射线对Fe XXI的影响。第三、色球发射线C I的不对称性也会影响其红移速度。因

为对于这种非对称的谱线，高斯拟合往往会低估其色球凝聚的速度，特别是对于光学厚的谱线这种影响更明显，如Mg II[72]和H α [47]。所以对于这些非对称的发射线，二等分法（bisector）就成为一种比较好的估算他们多普勒速度的方法，这种方法可以比较准确的得到多普勒速度，特别是红移速度。然而在我们的计算中并没有使用二等分法，而是使用多高斯拟合的方法来得到C I的多普勒速度。这是因为C I是我们多高斯拟合中的一员，而二等分法却更适用于比较孤立的非对称谱线。

在本章中，我们发现Fe XXI的蓝移速度在减小之前有一个从0到最大值（约200 km s⁻¹）的迅速增长。这与Polito等人[157]（2015）最近的发现不同，他们发现Fe XXI的蓝移速度一旦在耀斑带上出现就开始单调的减小，没有迅速增长的阶段。这可能是因为我们的研究了耀斑在整个脉冲相期间Fe XXI的多普勒速度，而他们只研究了最大值之后的多普勒速度。另一方面，他们光谱观测的模式是‘扫描’而非‘固定狭缝’，因而每条狭缝的时间分辨率不可能很高，有可能错过了快速增长的阶段。我们研究的耀斑 2也处于‘扫描’模式，其时间分辨率也远低于耀斑 1。但是我们比较幸运的探测到了多普勒速度在达到最大值之前的增长阶段。我们文中提到的耀斑 1也曾被他人[72, 192]研究过，他们都报道了Fe XXI的蓝移速度只有单调衰减的过程，而没有报道峰值之前的增长过程，如Tian等人[192]（2015）文章中的图 13。他们同时发现蒸发时间在9分钟之内，从17:32 UT到17:41 UT。这与我们发现的10分钟的蒸发时标是很接近的。以图 4.9（c）中的橙色曲线为例，蒸发的开始时间大约是17:26 UT（蓝移速度开始大于3 σ 的时刻），结束时间大约在17:36 UT（蓝移速度从最大衰减为0的时刻），其蓝移最大的时刻则是在17:28 UT。如果只算峰值到结束的时间大约是8分钟，与Tian等人的9分钟之内是完全一致的。Tian等人只是展示了在耀斑 1中，Fe XXI蓝移速度在达到最大值时刻（17:32 UT）之后的单调衰减过程，他们的速度曲线来自IRIS狭缝大约117.8''处。然而我们给出了整个耀斑脉冲相期间的多普勒速度演化曲线，例如从耀斑开始时刻17:21 UT。另一方面，Tian等人[192]（2015）报道了另一个发生在2014年9月6日的耀斑，他们的拟合结果覆盖了耀斑的整个脉冲相，因此他们也发现了与我们相同的蒸发模式，即Fe XXI的蓝移表现为‘增长-峰值-衰减’的时间演化模式。实际上，以前的研究曾报道了许多这种类似的关于多普勒速度曲线中‘增长-峰值-衰减’的时间演化模式，这些多普勒速度来自耀斑期间的日冕高温谱线，如Fe XII、Fe XIX、Fe XXI等[25, 87, 105, 160, 192, 201]。图 4.9（e）中显示在色球发射

线C I到达最大速度后仍有一些小峰。这些小峰可能与HXR在耀斑衰减相的辐射有关，也可能是蒸发物质以各种不同的速度向色球层回落，同时还可能是耀斑环收缩的光谱特征。

4.5 本章小结

我们使用IRIS、Fermi和RHESSI等卫星的数据研究了耀斑脉冲相期间HXR辐射和由色球蒸发引起的多普勒速度之间的关系。使用在第 三章基础上改进的多高斯拟合方法，我们得到了日冕谱线Fe XXI和色球发射线C I的多普勒速度。结果显示在耀斑脉冲相期间，日冕谱线表现为蓝移速度，色球发射线表现为红移速度，这说明是爆发式的色球蒸发。而且色球蒸发倾向于出现在耀斑带的前沿。日冕和色球谱线的多普勒速度都表现为‘增长-峰值-衰减’的时间演化模式，这与HXR辐射的‘上升-极大-衰减’的时间变化是一致的。我们还与最近的IRIS耀斑观测进行了比较和讨论。最后我们的结果支持色球蒸发的非热电子驱动模型。

第五章 耀斑中准周期振荡的成像和光谱观测

5.1 引言

准周期振荡 (quasi-periodic pulsations, QPPs) 是太阳耀斑辐射中一类比较有规律的现象和常见的特征。在一个典型的事件中, QPPs 表现为光变曲线上周期性的峰, 每个峰的持续时间都比较接近。因此 QPPs 的特征就是重复性或周期性。QPPs 观测到的周期范围很广, 短到毫秒级的周期[90, 184], 长的则有分钟量级的周期[16, 41, 69, 108, 137, 142, 151, 175, 182, 184], 中间还有秒级的周期[15, 23, 24, 76, 111, 117, 134, 146, 212, 215]。以前的观测结果显示 QPPs 的周期与耀斑环的最大半径是正相关的[17]。短周期的 QPPs 被认为与耀斑的动力学过程有关, 这种动力学过程则是由电磁场中的等离子体或电磁波与陷入闭合磁场中的高能粒子的动力学相互作用引起的[9, 136]。长周期的 QPPs 则经常与活动区的动力学过程和太阳的全球振荡相关[34, 136]。

QPPs 可以在很宽的波长范围内被探测到, 观测波长范围涉及到射电[15, 90, 93, 117, 146, 184, 212]、可见光和极紫外 (EUV) [16, 41, 137, 152, 175, 176]、X 射线[23, 24, 69, 76, 108, 111, 134, 135, 142, 151, 215]甚至是 γ 射线[134]。在射电辐射的观测中, QPPs 经常被探测为周期性的射电 III 型爆。Mangenev 和 Pick (1989) [117] 曾经报道了在射电波段观测到的周期为 1–6 s 的 QPPs。通过对射电 III 型爆正常漂移[15]和反向漂移[146]的统计研究, Aschwanden (1994) 和 Ning (2005) 等人分别发现了耀斑在射电波段的准周期性。而且他们都得到了周期为 2 s 的 QPPs, 都认为这种准周期性来自太阳耀斑中的周期性加速过程。在 EUV 波段的成像观测中, QPPs 经常在冕环里被探测到。同时, 利用光谱观测数据, 在一些高温和低温发射线的多普勒速度和谱线宽度中也发现存在 QPPs[92, 191]。例如, 利用太阳和日球天文台上搭载的极紫外辐射测量仪器 (SOHO/SUMER), 在高温发射线 ($T > 6$ MK) 的多普勒速度中探测到了准周期约为 10 分钟的 QPPs[152, 200, 201]。使用位于阳光卫星上的布喇格晶体分光计 (Yohkoh/BCS) 对耀斑辐射中的发射线 (如 S XV 和 Ca XIX 等) 进行分析研究, 结果发现他们的多普勒速度都有明显的 QPPs, 且准周期为分钟量级[118, 119]。通过对日出卫星上搭载的极紫外成像分光仪 (Hinode/EIS) 数据

的分析研究, Tian等人[191] (2011) 发现耀斑发射线中的谱线强度、多普勒速度和谱线宽度都表现为相关的QPPs。在X射线和 γ 射线波段, 较短周期(约为几秒或数十秒)的QPPs首先被Hoyng (1976) [76]和Bogovalov (1983) [23]等人探测到。后来RHESSI卫星上天后提供了更多的X射线观测数据, 比如通过对2005年1月19日的一个太阳耀斑的研究发现其在HXR波段的辐射表现出周期为2–4分钟的QPPs[151], 而另一个发生在2002年12月26的耀斑则在SXR波段被探测到周期为2分钟的QPPs[142]。有些耀斑则会在不止一个波段显示出QPPs, 而且他们的周期都很相似[8, 14, 133]。比如Asai等人 (2001) [8]就报到了一个发生在1998年11月10日的耀斑, 这个耀斑在射电和X射线波段的辐射都出现了周期为6 s的QPPs。而Nakajima等人 (1983) [133]则报道了一个准周期是8 s的QPPs, 其准周期可在射电、HXR和 γ 射线等波段的辐射中被观测到。

迄今为止, 关于QPPs的形成机制仍然存在很大的争议而没用定论[9, 108, 135, 136, 142]。基本上, QPPs的产生被认为与波或高能粒子(电子)有关。在文献中[136, 162], MHD波(比如慢磁声波、快速扭结波、腊肠模等)已经被用来解释QPPs的形成机制, 这种模型可以解释在射电[97, 138, 184], EUV[119, 152, 175, 176, 191]和X射线或 γ 射线[69, 134, 138, 215]等波段观测到的QPPs。另一方面周期性的磁重联也可以调制产生QPPs。这种模型认为准周期性的磁重联可以周期性的加速非热电子从而产生X射线、EUV和射电辐射, 使得他们的辐射表现为QPPs。理论上, 这种准周期性的磁重联可以是自激发产生周期性的[89, 90, 93, 132], 也可以由某种周期性的MHD波来调制从而产生准周期性, 比如慢模波[34, 103, 139]和快模波[115, 135, 136, 151]都可以调制磁重联使其产生准周期性。直到现在, 在同一个耀斑中, 对于QPPs同时进行成像和光谱观测的研究还是比较少的。光谱和成像的同时观测可以提高我们对QPPs的形成机制和物理模型的认识。因此, 在本章中我们在很宽的波长范围内(包括HXR, 射电和EUV)分析了同一个耀斑(发生在2014年9月10日)的QPPs, 观测数据则分别来自Fermi、STEREO、IRIS和SDO等卫星。

5.2 观测和数据分析

5.2.1 观测数据

本章中研究的耀斑发生在2014年9月10日, 是一个X1.6级的大耀斑, 在其爆发过程中伴随有日冕物质抛射(CME)。这个耀斑也是第 四章中提到的耀斑 1。

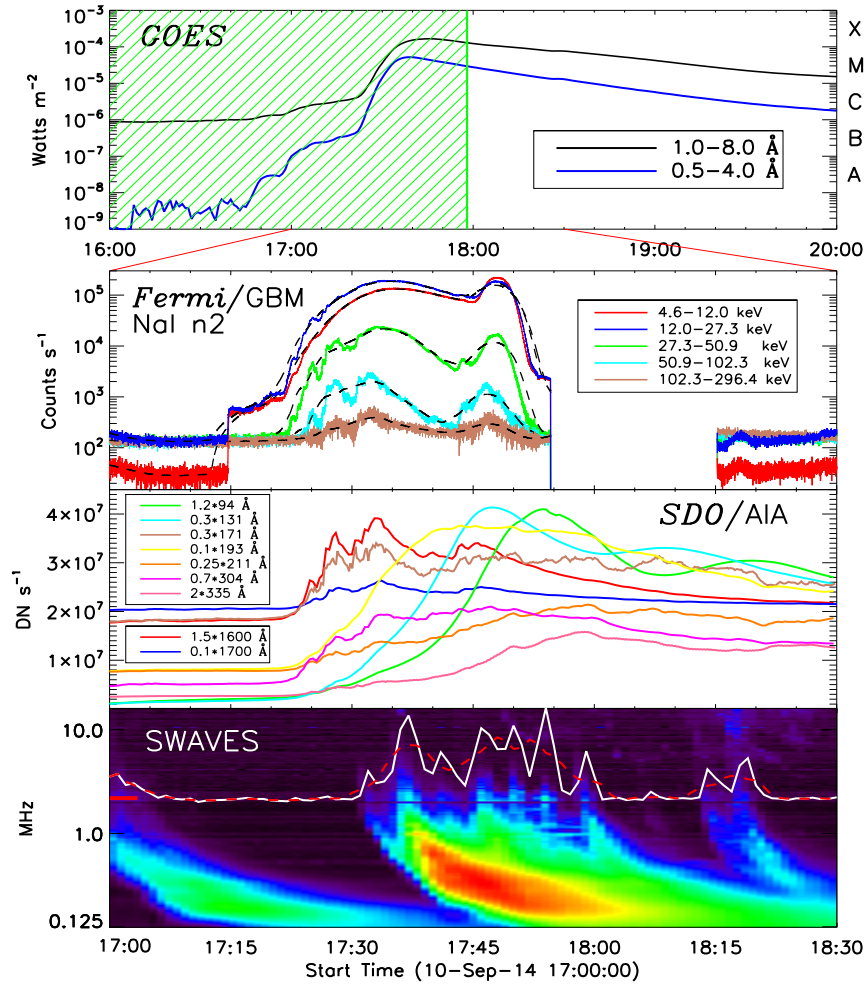


图 5.1: 第一幅: GOES在2014年9月10日16:00到20:00 UT之间的SXR辐射流量图, 竖直的绿线标出了IRIS本次观测结束的时间。第二幅: 来自Fermi/GBM中的5个能段的X射线流量曲线, 虚线代表其缓变分量。第三幅: AIA在9个波段的光变曲线, 他们来自耀斑所在活动区的辐射流量积分, 活动区范围见图 5.3中的蓝色方框。第四幅: SWAVES观测的射电动态频谱。白线表示在 ~ 2.19 MHz (红短线) 处的射电辐射, 红色虚线则是其缓变分量。

图 5.1给出了这个耀斑发生期间, 由GOES、Fermi/GBM和SDO/AIA观测到的光变曲线以及SWAVES探测到的动态射电频谱。最上面一幅图显示了GOES在两个SXR能段从16:00 UT到20:00 UT的观测, 两个能段分别是在 $1.0\text{--}8.0\text{ \AA}$ (黑

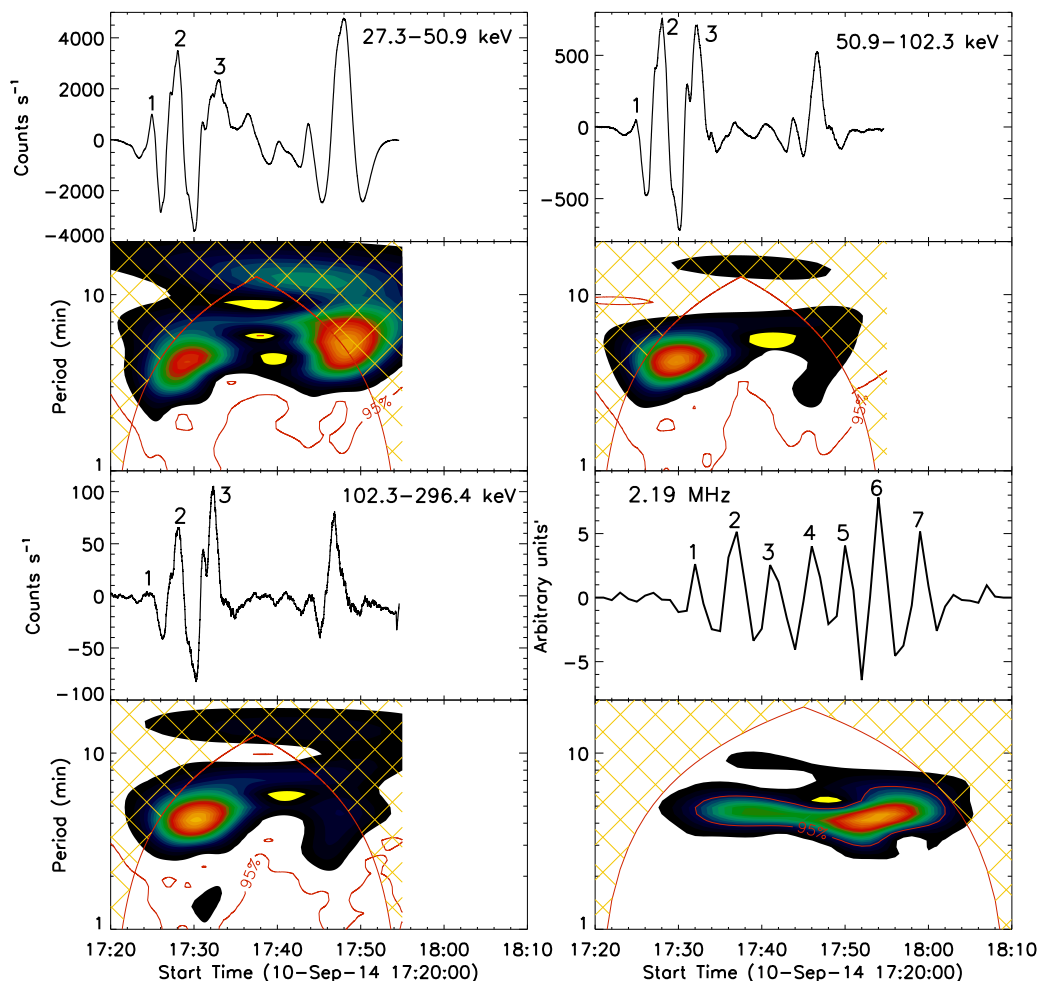


图 5.2: HXR辐射在三个能段以及射电辐射在约2.19 MHz处的快变分量及其小波分析得到的功率谱。

线) 和 $0.5\text{--}4.0\text{ \AA}$ (蓝线)。图中显示耀斑开始于17:21 UT, 在17:45 UT时达到峰值。图中的阴影部分则给出了IRIS本次观测的部分时间(注: IRIS的观测时间从11:28 UT直到17:58 UT, 而我们在图中只显示了其部分时间)。第二幅图给出了Fermi/GBM在5个能量通道内的流量曲线, 这5个通道分别为4.6–12.0 keV、12.0–27.3 keV、27.3–50.9 keV、50.9–102.3 keV和102.3–296.4 keV。由第 4 章的介绍可知这些观测数据来自n2探测器, 因为其朝向太阳的角度比较稳定。在耀斑脉冲相(17:45 UT)过后, 由于n2探测器的朝向角发生了变化,

其产生的峰并不是真实的。在17:54 UT以后，数据出现了空缺。图中流量曲线的时间分辨率被统一成0.256 s[123]。这个分辨率对于我们要研究的周期为分钟量级的QPPs来说已经足够了。第三幅图给出的是SDO/AIA在9个波长（分别是1600 Å、1700 Å、94 Å、131 Å、171 Å、193 Å、211 Å、304 Å和335 Å）的光变曲线（活动区的强度积分），在图中他们的时间分辨率都是24 s，且为了使曲线在同一个坐标内显示，我们把各波长的光变曲线都加了权重。最后一幅图显示的是射电波段在~0.125 MHz和~16.075 MHz之间的动态频谱，所用数据来自STEREO_B上搭载的SWAVES仪器，其时间分辨率是1分钟[163]。图中显示有一组明显的射线III型爆发。

5.2.2 数据分析

从图 5.1中可以看出，在耀斑的脉冲相期间（17:21 UT–17:40 UT），HXR辐射（>27.3 keV）的流量曲线上出现了数个峰。这些峰都比较有规律且都是重复出现的，看起来比较像QPPs。然而他们都叠加在一个缓变的背景辐射上。与此同时，在射电动态频谱上也存在数个III型爆。频率为~2.19MHz的射电流量曲线（白色曲线）也显示出有规律的峰并伴随着准周期性。为了把这些周期性的峰与背景辐射分离开，我们将在X射线和射电波段的每条光变曲线分成两部分，缓变分量和快变分量。缓变分量也就是背景辐射成分来自原始流量曲线的平滑。这里平滑窗口对于不同的观测数据是不同的，然而平滑的时间窗口是接近的。具体来说，Fermi中X射数据的平滑窗口是1000个点，而SWAVES中射电数据的平滑窗口则是4个点。这样平滑的时间窗口大约都是250 s。图 5.1中叠加在原始光变曲线上的虚线代表了缓变分量。这样我们就得到了5个X射线波段（黑色虚线）和1个射电频率（红色虚线）的缓变分量。

在本章中，QPPs是从观测数据的快变分量中被识别出来的。从观测的光变曲线减去缓变分量（背景辐射）就得到了快变分量。图 5.2给出了位于三个HXR通道（27.3–50.9 keV、50.9–102.3 keV和102.3–296.4 keV）和一个射电频率（~2.19 MHz）的快变分量。这三条HXR辐射的快变分量显示出典型的QPPs，他们在从17:24到17:36 UT的时间内都包含了3个规则的峰，分别被数字‘1’、‘2’和‘3’标出，这里出现在大约17:50 UT的峰是不可信的，原因见第 四章。在SXR辐射的两个通道（4.6–12.0 keV和12.0–27.3 keV）内，我们并没有发现类似的有规律的峰，因此他们没有表现出类似的QPPs。射电辐射在其频率约为2.19 MHz的地方则出现了7个有规律的峰，分别被数字‘1’–‘7’

标出，这些峰的持续时间从17:32 UT一直到18:01 UT。为了定量研究这些峰的规律性，我们使用小波分析的方法来探测这些QPPs事件的周期性。图 5.2中给出了由小波分析得到的功率谱，结果证实了这个耀斑在HXR和射电辐射中确实存在周期为 ~ 4 分钟的QPPs。

通过以上分析我们发现了两点比较有趣的现象。首先，HXR的流量曲线表现为从17:24到17:36 UT之间内的QPPs，而射电辐射的QPPs则是从17:32 UT到18:01 UT。也即是说，两个波段内观测到的QPPs的开始时间相差了8分钟，QPPs在射电波段的出现时刻比HXR的晚了8分钟。第二，在HXR波段表现的QPPs有3个峰，而在射电波段的QPPs则出现了多达7个峰，并且每个峰都对应了一次动态频谱上的射电III型爆。因此现在的问题就是在HXR辐射的QPPs和射电波段的QPPs是否是相关的，他们是否起源于耀斑过程中相同的物理过程？为了回答这两个问题，我们需要QPPs在成像和光谱方面的观测数据。幸运的是我们有SDO/AIA高空间和时间分辨率的成像观测和IRIS/HSI高光谱分辨率的光谱观测，这就给了我们机会来研究这个耀斑中QPPs的起源问题和物理机制。

图 5.3给出了SDO/AIA在1600、131和304 Å以及IRIS/HSI在1400 Å的成像观测，其观测时刻是在耀斑到达极大值之前，约17:30 UT。与其他X级的耀斑类似，这个耀斑在AIA 1600 Å图上也表现为双带。其中一个较短且靠在太阳黑子附近，另一个比较长且表现为弯曲的结构。把蓝色方框内的辐射进行积分就得到了AIA所有9个波长的光变曲线（图 5.1所示）。AIA的每个像素点代表的大小是 $0.6''$ 。其时间分辨率在2个UV波段是24 s，而在其他7个EUV波段则是12 s。由于我们研究的耀斑比较大，AIA在7个EUV波段内的成像会出现饱和，这种饱和的图像是比较有规律的，每隔24 s出现一次。为了使我们的结果更可信，这些饱和的图像在我们分析过程中被去掉了，因为24 s的分辨率已经足够我们分析周期为数分钟的QPPs了。因此，在这7个EUV波段的光变曲线的时间分辨率也是24 s，与UV波段的时间分辨率相同。在这个耀斑的观测中，IRIS/HSI给出的视场大小约为 $119'' \times 119''$ ，其像素尺寸是 $0.166''$ ，时间分辨率则是19 s。如第二章所述，AIA和HSI的图像已经被预处理和对齐了。这里我们用AIA 1600 Å的成像来与IRIS/HSI 1400 Å的成像对齐。这是因为二者都包含了来自温度极小区的连续谱辐射，这些连续谱辐射在很多亮的特征物中都占据了主导。图 5.3中的右上角的两个图给出了他们在17:30 UT的对齐结果，他们有着相同的大小和相似的增亮的特征物。天蓝色的箭头标出了耀斑带前沿的传播方向，红色

方框标出了IRIS/SJI的视场大小。图 5.3 还显示了相似时刻AIA 131 Å和304 Å的成像，他们分别对应于温度较高和较低的太阳大气层。

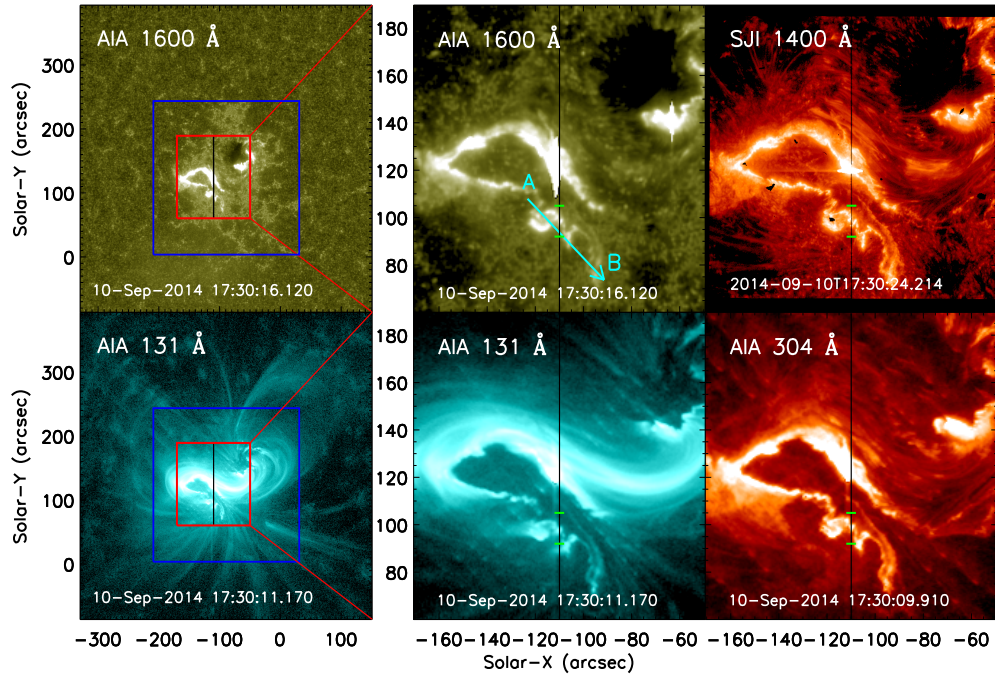


图 5.3: SDO/AIA (1600、131和304 Å) 和IRIS/SJI (1400 Å) 在耀斑时刻的成像图。蓝色的方框标出了耀斑所在的活动区，用来积分得到图 5.1 中的光变曲线，红色方框则给出了IRIS/SJI的视场大小。竖直的黑线标出了IRIS光谱狭缝的位置。两条绿色的短线标出了在IRIS狭缝上大约10''的距离（详见文中）。箭头 ‘A→B’ 则给出了耀斑带前沿的传播方向。

IRIS光谱对活动区12158在2014年9月10日的观测时间从11:28 UT一直持续到17:58 UT，这期间观测模式一直都是‘固定狭缝’，每步之间的时间间隔是~9.4 s。沿狭缝方向的每个像素点对应于0.166''的大小，其光谱分辨率为25.6 mÅ/pixel，约相当于5.6 km s⁻¹/pixel。在本节中，我们用到了IRIS近紫外中4个窗口的观测数据，分别是‘1343’、‘Fe XII’和‘O I’以及‘Si IV’。图 5.4 给出了耀斑期间（17:30 UT）IRIS光谱在这四个窗口的观测。这些光谱数据已经被处理过并去掉了坏点（见第 四章）。我们从中选取了四条发射线来研究QPPs，他们分别是Fe XXI 1354.09 Å、C I 1343.29 Å、O IV 1399.77 Å 和Si IV

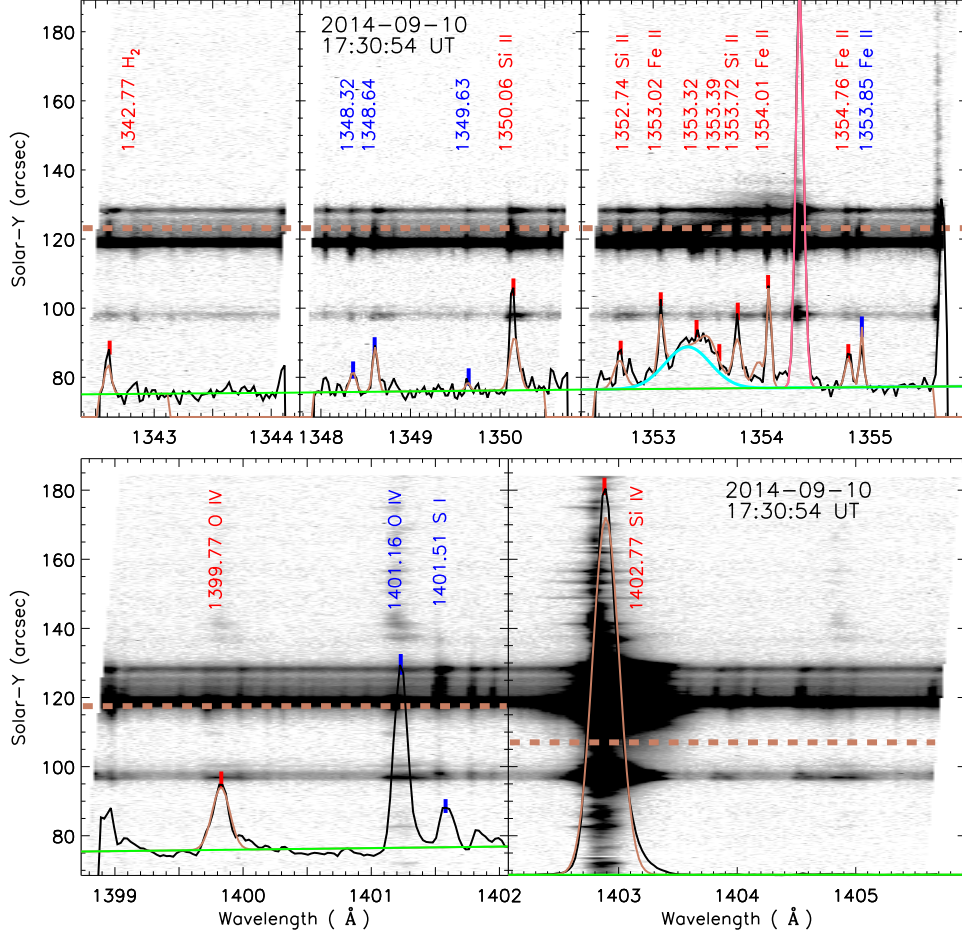


图 5.4: IRIS在FUVS的三个窗口（‘1343’、‘Fe XII’ 和 ‘O I’）以及FUVL的一个窗口（‘Si IV’）的光谱图。上图：黑色曲线是褐色虚线所标位置的谱线轮廓。褐色曲线则代表了多（15）高斯拟合的结果，绿线标出了拟合的线性背景。Fe XXI的拟合结果用天蓝色曲线标出，C I的拟合结果则用紫红色曲线表示。红色和蓝色的小短线则标出了其他13条发射线。下图：黑色曲线是褐色虚线所标位置的谱线轮廓。褐色曲线则代表了单高斯拟合的结果，绿线给出了拟合的线性背景，红色和蓝色的小短线标出了几条主要的发射线。

1402.77 Å。其中前两条谱线位于FUVS窗口内，后两条则位于FUVL窗口内。从图 5.4中可以看到，Fe XXI和C I以及其他一些色球发射线混合在一起，使他

们难以用单高斯来拟合。因此为了从这些混合谱线中得到Fe XXI和C I的信息，我们使用15条高斯函数（详见第 4 章）来拟合FUVS窗口内的发射线，从而得到了日冕谱线Fe XXI 和色球发射线C I的谱线强度，谱线宽度和多普勒速度。图 5.4（上）给出了一个拟合结果（褐色曲线），我们看到拟合结果是比较好的。对于O IV和Si IV来说，他们都比较孤立，可以用单高斯函数进行很好的拟合，如图 5.4（下）中褐色曲线所示。我们从图中还可以看到在FUVL窗口内还有两条发射线，分别是O IV 1401.16 Å和S I 1401.51 Å。然而由于他们相互之间靠的比较近，特别是在耀斑期间会相互混合在一起，因此我们没有拟合这两条谱线。

5.3 结果和讨论

5.3.1 结果

利用多高斯拟合，我们从IRIS的光谱观测中得到了4条发射线（Fe XXI、C I、O IV和Si IV）的谱线强度，谱线宽度和多普勒速度的时空图，如图 5.5所示。图中X轴表示时间，从17:12 UT一直到17:58 UT，Y轴则是沿着光谱狭缝的距离，而IRIS狭缝在此期间在太阳表面的位置是固定的。这样IRIS在这一时间内光谱观测到的就是耀斑带的同一位置。这些时空图显示耀斑带中存在两处比较强的发射，上面的一处比较宽，而下面的一处则比较窄，这是因为IRIS狭缝跨越整个弯曲的耀斑带，如图 5.3所示。这两处比较强的辐射分别对应于弯曲耀斑带的两个前沿。比较宽的耀斑带前沿（上面的）为我们提供了色球蒸发的证据（见第 4 章），而较窄的耀斑带前沿（下面）则与之不同，其谱线强度随时间的变化比较明显而且表现出一定的规律性。这包括了所有四条谱线，如Fe XXI、C I、O IV和Si IV。这种变化行为与HXR和射电辐射所表现出来的QPPs极其相似。为了详细分析研究这种特性，我们首先追踪这条较窄的辐射区域随时间的变化，如图 5.3中的两条绿线所示，这两条线之间的距离是一个约为10''的常数。第二，对两条线之间的强度沿Y轴方向积分，从而可以得到谱线强度的光变曲线，包括Fe XXI、C I、O IV和Si IV这4条发射线。图 5.6显示在这些谱线强度的光变曲线上有10个峰，C I的光变曲线尤其明显，他们的持续时间从17:24 UT直到17:56 UT，这样粗略的估算有一个接近4分钟的准周期。很明显这些峰都是叠加在缓变分量的背景上。因此使用与处理HXR和射电辐射相同的方法，C I的光变曲线被分成缓变分量和快变分量两部分。其中缓变分量

(也即背景)是对原始光变曲线的平滑,平滑窗口是28个点,那么时间窗口大约是250 s。由原始光变曲线减去缓变分量便得到了快变分量。其快变分量的曲线显示出很明显的10个峰,我们已经用数字‘1’—‘10’标出,他们可以被看作是QPPs。最后我们利用小波分析的方法得到其快变分量的小波功率谱,结果确认了准周期为~4分钟的QPPs。这种类似的QPPs在O IV和Si IV的光变曲线中也可以很明显的探测到。在Fe XXI的光变曲线上也可以找到这种QPPs的特征,特别是前三个峰,其他七个峰则表现的比较弱。除了谱线强度的光变曲线之外,图 5.6还进一步给出了四条谱线的多普勒速度和谱线宽度随时间演化的曲线。耀斑带在这四条发射线的多普勒速度图上主要都表现为红移速度,从17:24 UT开始(QPPs开始的时间)一直到17:58 UT结束(IRIS此次观测的截止时间)的时间内,C I、Fe XXI、O IV和Si IV的平均速度分别为 67.4 km s^{-1} 、 121.4 km s^{-1} 、 297.9 km s^{-1} 和 535.7 km s^{-1} (详见表 5.1)。注意这里曲线中给出的速度指的是沿着Y轴方向的积分速度,而非单个像素点的速度,平均速度是对整个积分速度的平均,谱线宽度也类似。从图中我们可以看到有些多普勒速度的峰与谱线强度的峰对应的很好,然而他们之间也并不是一一对应的。耀斑带在QPPs期间表现为很宽的谱线宽度,这四条发射线的谱线宽度的平均值分别是73.9 pixels、514.1 pixels、291.2 pixels和247.3 pixels(见表 5.1)。使用相同的方法,这四条发射线的多普勒速度和谱线宽度曲线也被分成缓变和快变两部分。对于快变分量进行小波分析得到其小波功率谱,见图 5.6。结果显示这四条发射线的多普勒速度和谱线宽度也表现为~4分钟周期的QPPs现象。图 5.6显示谱线强度所表现出来的QPPs有衰减的趋势,而多普勒速度和谱线宽度的QPPs则没有衰减。这是因为谱线强度的背景辐射(即缓变分量)在衰减,而多普勒速度则反映的是其运动学信息,并不随着背景辐射的衰减而衰减。同时对于不同谱线的多普勒速度,其所表现出来的QPPs的振荡幅值并不相同,如图 5.6所示。

SDO/AIA的成像观测显示耀斑带在太阳表面是由东北向西南方向传播和运动的(见图 4.2),这就导致了耀斑带是逐渐穿过IRIS光谱狭缝的。图 5.6中所示的时刻(即17:24 UT)并非耀斑带的开始时间,而是代表了耀斑带进入IRIS狭缝窗口的时间。仅仅从IRIS的光谱观测中很难探测出耀斑带的起始时间。幸运的是我们还有SDO/AIA的成像观测。类似IRIS的光谱狭缝,我们人为给出了AIA图像上的切片,其位置和IRIS光谱狭缝的位置相同。这样我们就从SDO/AIA的全日面观测中得到了7个EUV和2个UV波段的时空切片图,

表 5.1: IRIS光谱观测的参量。

谱线	多普勒速度(km s^{-1})		谱线宽度 ¹ (pixels)	
	平均值	标准方差	平均值	标准方差
C I	67.4	17.9	73.9	5.1
Fe XXI	121.4	140.4	514.1	91.2
O IV	297.9	55.7	291.2	27.8
Si IV	535.7	65.9	247.3	16.8

¹谱线宽度值得是高斯半宽 (FWHM), 在IRIS的FUV波段一个pixel大约等于 5.6 km s^{-1} 。

如图 5.7所示, 稍微不同的是这里只有强度图, 没有多普勒速度和谱线宽度图。与IRIS的光谱观测结果一致, 在AIA的切片图上也有两处比较亮的特征物, 他们分别对应于耀斑带的两个前沿。其中靠南的小块特征物其强度有明显的随时间的变化, 这可能与之前的QPPs有关。因此利用与图 5.5中相同的两条线, 我们得到了AIA 9个波段的积分强度曲线 (光变曲线)。图 5.8给出了AIA在这9个波段的光变曲线, 从这些光变曲线中可以很容易看到他们显示QPPs的特征。从17:24 UT到17:56这段时间内, 我们可以在光变曲线上找到10个峰, 这与IRIS光谱观测的结果也是相同的。我们用数字 ‘1’ – ‘10’ 分别标出了这10个峰, 这里数字与图 5.6中是一一对应的, 而有些不是很明显的峰我们没有标。与前面的方法类似, 我们把这些光变曲线分成两部分, 作为背景的缓变分量 (蓝色虚线) 和表现为强QPPs的快变分量。缓变分量的平滑窗口是10个点, 相应的平滑时间是240 s。对于快变分量使用小波分析的方法得到其小波功率谱图, 结果显示QPPs的周期也是接近4分钟的, 与IRIS光谱在四条发射线的QPPs的周期是一致的。

5.3.2 讨论

使用Fermi/GBM、SDO/AIA、IRIS和SWAVES多波段的观测数据, 我们分析研究了发生在2014年9月10日的一个太阳耀斑。结果显示无论是光谱还是成像观测, 耀斑在其脉冲相期间都表现为4分钟的QPPs。基于以上观测数据的分析, 我们主要有三个结论: (1) 在很宽的波长范围内都探测到了周期为~4分钟的QPPs, 波长从HXR经EUV直到射电波段; (2) SDO/AIA的成像

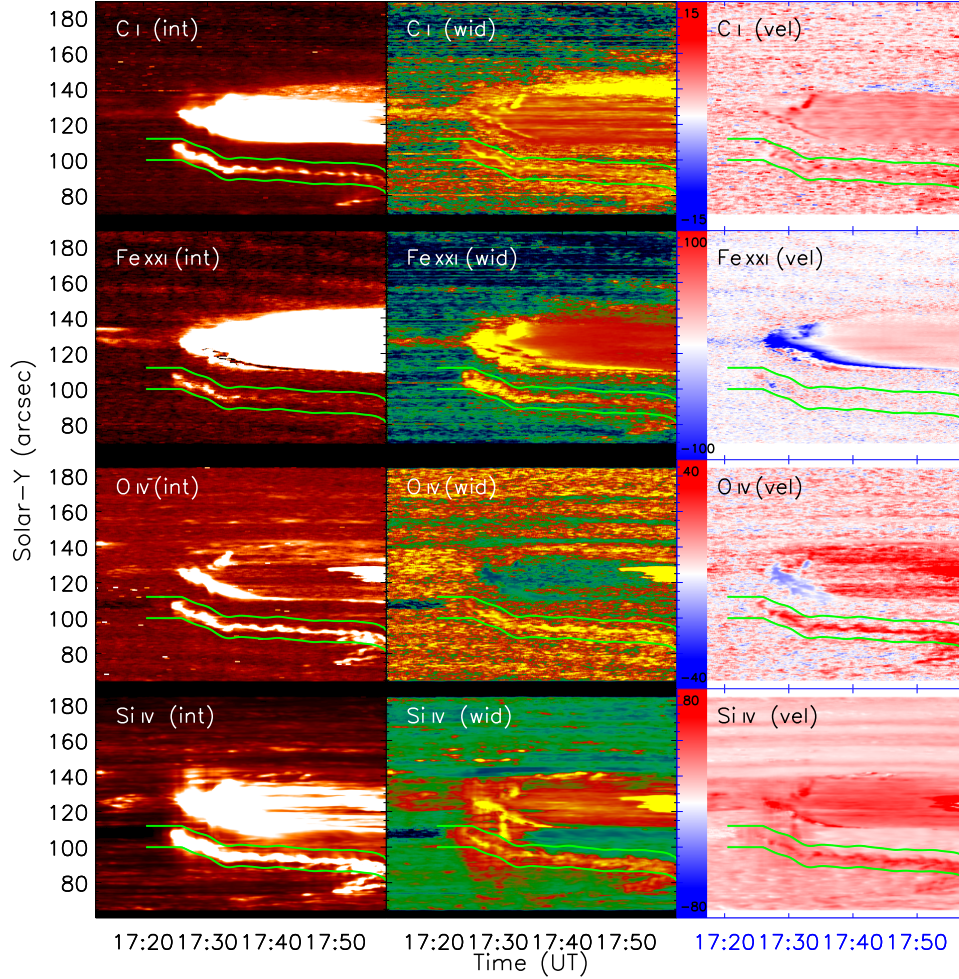


图 5.5: IRIS光谱通过多高斯拟合得到的时空图, 包括谱线强度 (左), 谱线宽度 (中) 和多普勒速度 (右)。他们分别来自C I、Fe XXI、O IV和Si IV。图中的两条绿线标出了光变曲线 (图 5.6) 的积分范围。

观测显示~4分钟QPPs起源于耀斑带的前沿; (3) IRIS光谱观测则表明~4分钟的QPPs 在其峰值时, 来自色球, 过渡区和日冕的发射线都有很宽的谱线宽度, 而且都表现为明显的红移速度。虽然在文献中有许多模型可以解释QPPs[9, 136, 138], 然而我们的观测结果却支持在耀斑期间周期性的磁重联通过加速非热电子而产生QPPs。按照标准耀斑模型的观点, 每次磁重联过程都能够同时向两个相反的方向加速非热电子[14, 60, 61, 74, 81, 85, 86, 147,

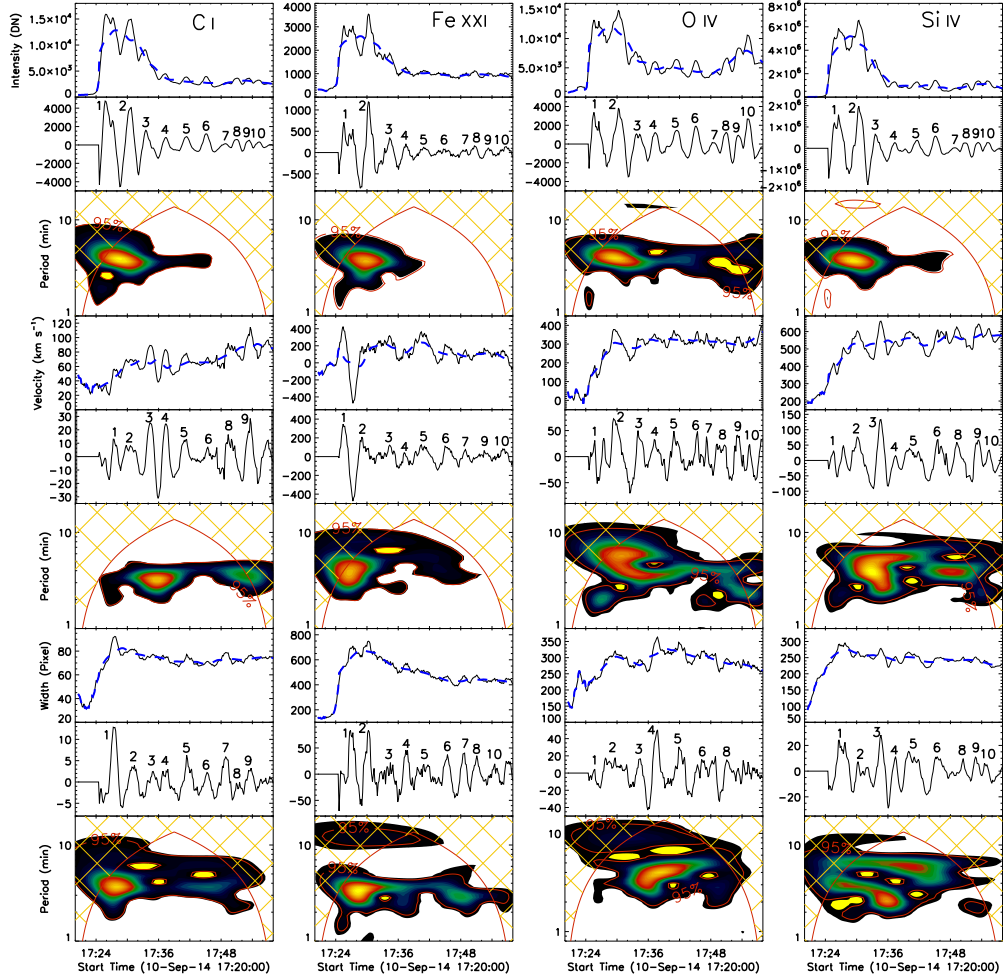


图 5.6: 谱线强度、多普勒速度和谱线宽度的光变曲线，快变分量以及小波功率谱图。蓝色虚线代表了各自的缓变分量。

168, 177, 209, 210]。往上加速的非热电子在朝着日冕外层和行星际空间的传播运动过程中会产生射电III型爆辐射。往下加速的非热电子在其运动传播的过程中会产生EUV辐射的峰，当他们进入色球层时会加热当地的等离子体从而产生HXR辐射的峰。在这种情况下，周期性的磁重联可以调制产生多波段的QPPs峰，包括HXR峰，射电III型爆和周期性的EUV辐射。换句话说，周期性的磁重联这个模型可以很好的解释这个耀斑中QPPs所出现的波长范围，从HXR经EUV直到射电波段。一般情况下其他模型也可以用来解释QPPs的

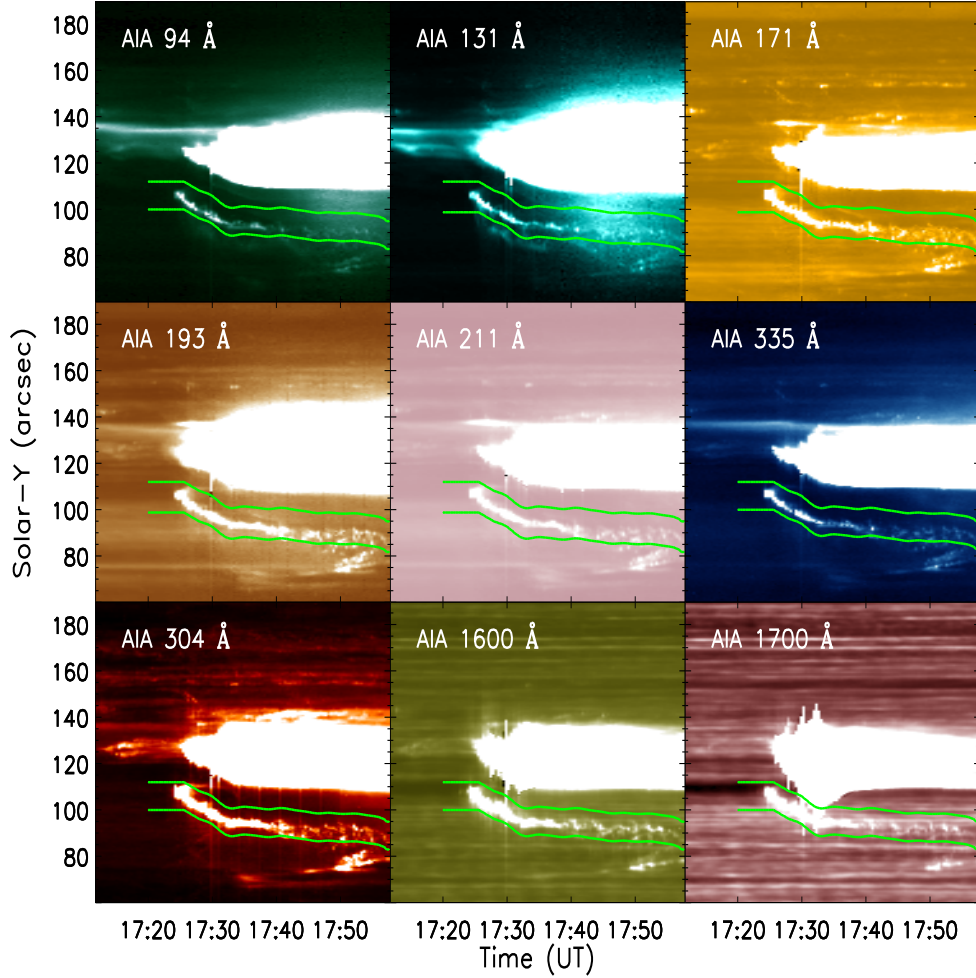


图 5.7: SDO/AIA在九个波长内的时空切片图，切片来自IRIS的光谱狭缝位置。两条绿线则标出了光变曲线（图 5.6）的积分范围。

形成机制，特别是在HXR和EUV观测到的QPPs[69, 152, 175]。比如说磁流管的MHD振荡模型，其准周期由某种周期性的波或周期性相互作用的等离子体振荡来调制。根据我们前面的描述可知，我们观测到的射电III型爆是在加速的非热电子往日冕外层和行星际空间传播运动的过程中产生的，而这些非热电子是由磁重联产生的。换言之，许多被磁重联加速的非热电子产生了一组射电III型爆。因此，在我们研究的这个耀斑中，周期性出现的射电III型爆为周期性的磁重联提供了直接的观测证据。同时，耀斑期间所表现出来的QPPs峰

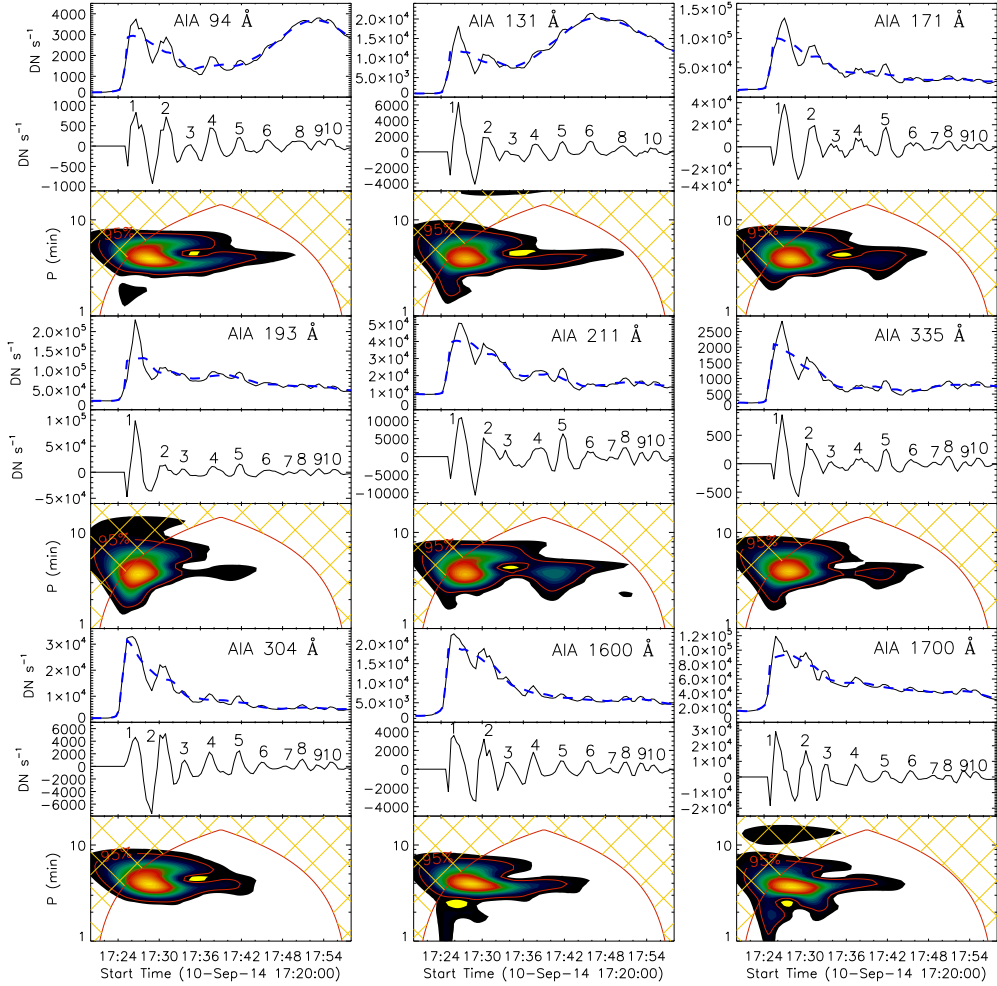


图 5.8: SDO/AIA在九个波长内的光变曲线, 快变分量以及小波功率谱图, 蓝色的虚线则代表了各自的缓变分量。

在光谱观测中显示明显的红移速度也说明了QPPs的产生机制是周期性的磁重联。

虽然有足够的观测证据说明耀斑的QPPs是由周期性的磁重联产生的, 然而其周期大小是由什么来决定的这个问题任然存在争议。据文献中的记载显示准周期性的磁重联可以是自激发的[89, 90, 93, 132], 也可以是诱发的, 即由日冕中的某种波来调制[11, 13, 34, 78, 103, 115, 135, 139, 151]。在前一种自激发磁重联的机制中, 是什么决定其准周期的周期大小仍然是一个未知问题[93, 132]。

在后者诱发磁重联的机制中，其准周期磁重联可以由某些MHD波的振荡来调制，这在一些文献中都有报道[34, 135, 139]。观测中QPPs的周期就认为与某种模式的MHD波有关。在文献中，有三种可能的MHD波能够触发产生准周期为4分钟的磁重联。第一种可能是准周期磁重联由慢模波调制[34]，典型的的就是3或5分钟周期的p模振荡（也叫慢模波）。当他们的重联位置在色球上层时就能够触发相似周期的准周期性磁重联[148]。这与我们耀斑中4分钟的准周期是比较相似的。然而这种模型强烈依赖于磁重联在太阳大气中的位置，当重联位置比色球上层低或高很多的时候，其周期性调制会变得更弱[34]。第二种可能是准周期磁重联由快模波调制。Nakariakov等人（2006）[135]曾指出位于日冕环中太阳耀斑附近的快模波能够触发准周期性的磁重联。特别是全日面扭结波能够触发准周期磁重联，进而产生周期为数分钟的QPPs[69]。因此这种模型也可以调制耀斑中4分钟周期的QPPs。第三种可能是慢磁声波调制准周期性磁重联。Nakariakov和Zimovets（2011）[139]已经证明了慢磁声波能够沿着日冕磁拱的轴线传播，在传播过程中可以触发耀斑中的周期性磁重联。观测到的周期与耀斑环形成的磁拱中的慢磁声波的周期相似。他们同时指出双带耀斑中观测到的QPPs可以用这种模型来解释。而我们观测到的4分钟周期的QPPs也可以用这种模型来解释。这是因为我们发现耀斑带的亮结构（即耀斑带前沿）沿着耀斑带与磁中性线平行的方向运动（图 5.3中箭头所示方向）。图 5.9（上）显示的是沿着耀斑带（A→B）的时空切片图，数据来自AIA 1600 Å的全日面成像观测。图中显示沿着‘A→B’的方向有许多增亮的结构在传播运动。他们的传播速度粗略估计大约为 $15\text{--}40\text{ km s}^{-1}$ ，这与以前的发现结果[22, 95, 102, 103, 139, 161, 193]是一致的。这些传播速度远低于当地的阿尔芬速度和声速。这些亮结构的传播运动就被认为是慢磁声波横穿耀斑磁场的证据[139]。

在这个耀斑中，HXR（或EUV）和射电辐射存在8分钟的时间延迟，我们认为这个延迟是因为产生射电III型爆的辐射源和产生HXR和EUV辐射的源不一样，他们的辐射位置不同。通常，HXR和EUV的辐射是在色球层或低日冕产生的，而2 MHz左右的射电辐射则来自行星际空间，离太阳表面的高度大约有10个太阳半径（ $\sim 10R_{\odot}$ ）[96]。非热电子（射电III型爆的源）从耀斑爆发位置（低日冕的加速区）传到约 $10R_{\odot}$ 的时间就被认为等于HXR（或EUV）与射电辐射的延迟时间。基于这种假设，我们估算出非热电子（射电源）在行星际空间的传播速度大约为 $0.05c$ （ c 是真空中光速）。这个非热电子的传播速度

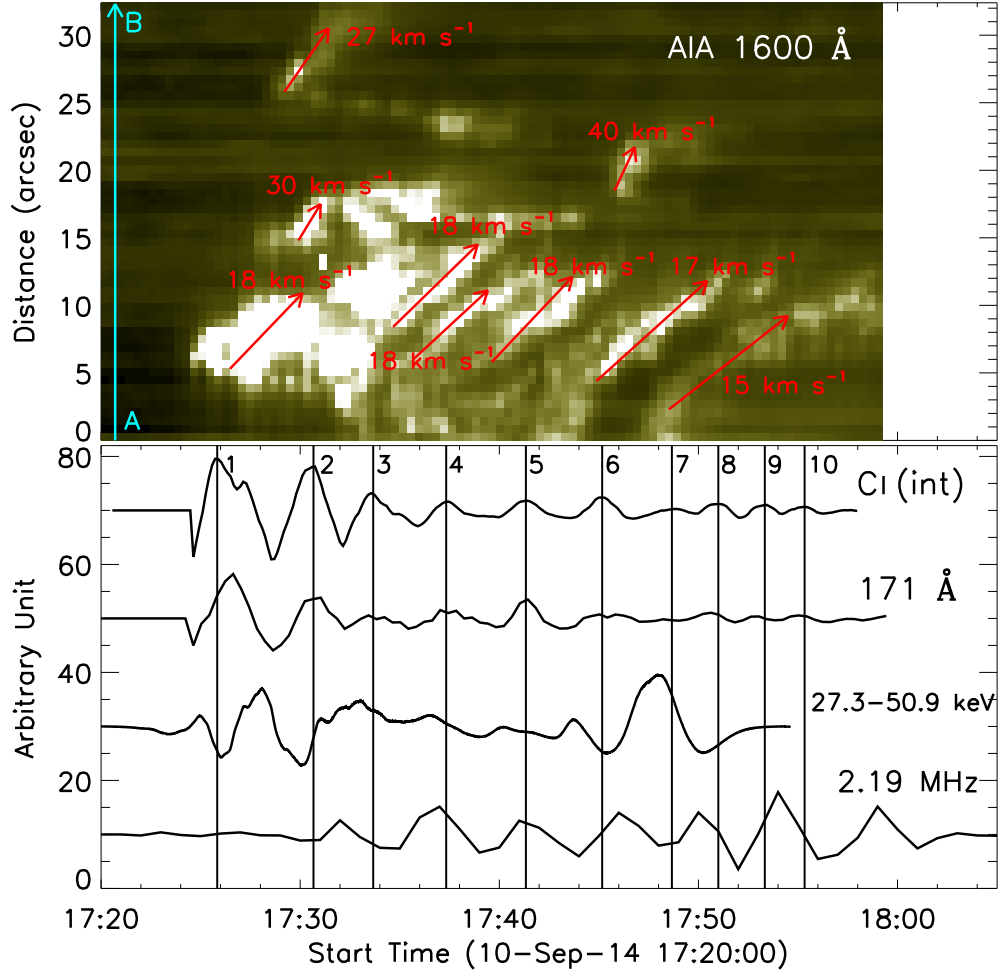


图 5.9: 上图: AIA 1600 Å 的沿耀斑带前沿 (图 5.3 中 ‘A→B’ 所示) 的时空切片图。下图: QPPs 在 C I 谱线强度、AIA 171 Å、HXR 27.3–50.9 keV 和射电 2.19 MHz 处的快变分量的曲线。

是合理的, 与以前的结果一致[54, 96]。图 5.9 (下) 给出了 QPPs 在 IRIS C I 谱线强度、AIA 171 Å、Fermi 27.3–50.3 keV 以及 SWAVES 2.19 MHz 的快变分量。我们可以看到 QPPs 的峰在 C I 谱线强度和 AIA 171 Å 上对应的很好, 然而他们与 HXR 和射电辐射的峰则对应的并不是很好, 有少许的时间延迟。HXR 辐射的第一个峰 (约在 17:24 UT) 与射电辐射的第一个峰 (约在 17:32 UT) 更存在长达 8 分钟的时间延迟。这是由于他们的辐射源位置不一样。

5.4 本章小结

使用Fermi/GBM、SDO/AIA、IRIS和SWAVES的联合观测数据，我们研究了发生在2014年9月10日的一个X1.6级耀斑，这个耀斑在HXR、EUV和射电波段的辐射都表现出很强的QPPs特征，其准周期大约为4分钟。我们认为这个QPPs是由耀斑期间准周期性的磁重联产生的。而其4分钟的准周期调制来源则尚不明确，需要更多的观测数据。

第六章 总结和展望

太阳是距离我们地球最近的一颗恒星，是唯一一颗可供天文学家近距离观测并进行详细研究的恒星。近年来随着一批高分辨卫星（如IRIS、SDO、Fermi、RHESSI等）的上天，给我们对太阳的多波段观测研究带来了前所未有的机遇。太阳上有许多的活动现象产生，规模比较大的有耀斑、日珥和暗条、CME等，小尺度的则有日冕亮点、喷流等。对这些活动现象的研究有助于理解太阳的物理性质，提高我们对太阳活动的预报水平，加深对太阳物理的理解。众所周知，太阳耀斑是一种剧烈的能量释放过程，其释放的能量主要来自磁重联的过程，观测和模拟结果都已经证实了这种基于磁重联的标准太阳模型（如CSHKP模型）。本论文就用最新的卫星观测数据研究了太阳耀斑爆发过程中产生的各种现象。我们的数据既有来自IRIS的光谱观测，也有来自SDO在EUV波段和磁场的成像观测，同时我们还结合了Fermi和RHESSI的X射线观测以及STEREO/WAVES的射电观测。我们主要讨论了耀斑爆发过程中的温度结构，耀斑脉冲相期间的色球蒸发过程和准周期振荡的现象。

在耀斑爆发过程中，耀斑亮核会在SDO/AIA的所有波段同时增亮，这使我们很难研究其温度结构。而在本论文中我们使用多高斯拟合的方法从IRIS的光谱观测中成功得到了Fe XXI的谱线强度和多普勒速度。当耀斑爆发时，AIA在131 Å通道的辐射主要由Fe XXI贡献，可能还有一些来自低温的等离子体辐射。为了仔细研究耀斑在不同位置的温度结构，我们将耀斑分成环和亮核分别研究，二者则是根据Fe XXI和AIA 1600的观测强度定义的。最后我们发现在耀斑环中，大约有80%的131 Å辐射来自Fe XXI辐射的贡献，而在耀斑亮核中，来自低温等离子体的辐射却占了约52%。这说明了在耀斑亮核中存在更精细的结构，在未来我们将利用更高光谱和时间以及空间分辨率的数据来研究这些精细结构。

耀斑爆发的脉冲相阶段是能量迅速释放从而导致辐射在整个波段快速增强的时期。在这一过程中，耀斑在射电、EUV和X射线甚至 γ 射线的辐射都迅速增强。因此这一过程包含了很多物理过程，是耀斑观测研究的一个热点。在本论文中我们使用IRIS和SDO的观测资料研究了脉冲相期间的色球蒸发和准

周期振荡两个小问题。虽然色球蒸发的问题已经讨论了很久，但是关于其驱动机制到底是非热电子还是热传导一直存在争议。我们通过拟合IRIS的光谱数据得到了耀斑期间的多普勒速度，同时利用Fermi和RHESSI的数据得到了耀斑的HXR流量曲线。通过对二者的比较分析，我们发现在耀斑脉冲相期间，HXR的峰值流量与日冕高温线Fe XXI的多普勒速度是负相关的，而与色球发射线C I的多普勒速度则是正相关的。这个结果说明了耀斑脉冲相期间的色球蒸发是由非热电子驱动的。另一方面，我们利用光谱和成像的联合观测数据研究了在耀斑期间的准周期振荡现象。我们发现了一个~4分钟的准周期，他在很宽的波段内被观测到，包括射电、EUV和HXR等波段。AIA的成像观测显示这个QPPs倾向于出现在耀斑带的前沿，而IRIS光谱观测显示在QPPs的峰值期间，所有观测到的谱线（C I、O IV、Si IV和Fe XXI）都显示明显的红移速度，而且谱线都很宽。这些结果说明这个QPPs可能是由周期性的磁重联产生的。未来我们在这方面的的工作将重点集中在对多波段QPPs的分析以及其周期的调制原理上。

光谱和成像的联合观测不仅可以解决耀斑期间的许多问题，同样可以用来研究其他一些爆发现象，比如日冕亮点中的双向流问题，过渡区爆发事件，EIT波等。这也是我们今后研究的方向。总之，现在很多高分辨率仪器（包括地面和空间）的出现，为我们的研究带来了机遇，能够使我们更好的了解太阳。

参考文献

- [1] 甘为群和王德焯. 太阳高能物理. 科学出版社, 北京, 2002.
- [2] 林元章. 太阳物理导论. 科学出版社, 北京, 2000.
- [3] 方成, 丁明德和陈鹏飞. 太阳活动区物理. 科学出版社, 北京, 2008.
- [4] ACTON, L. W., FELDMAN, U., BRUNER, M. E., DOSCHEK, G. A., HIRAYAMA, T., HUDSON, H. S., LEMEN, J. R., OGAWARA, Y., STRONG, K. T., AND TSUNETTA, S. The morphology of 20 X 10 exp 6 K plasma in large non-impulsive solar flares. *PASJ44* (Oct. 1992), L71–L75.
- [5] ACTON, L. W., LEIBACHER, J. W., CANFIELD, R. C., GUNKLER, T. A., HUDSON, H. S., AND KIPLINGER, A. L. Chromospheric evaporation in a well-observed compact flare. *ApJ263* (Dec. 1982), 409–422.
- [6] AMBASTHA, A., HAGYARD, M. J., AND WEST, E. A. Evolutionary and flare-associated magnetic shear variations observed in a complex, flare-productive active region. *Sol. Phys.148* (Dec. 1993), 277–299.
- [7] ANTONUCCI, E., GABRIEL, A. H., ACTON, L. W., LEIBACHER, J. W., CULHANE, J. L., RAPLEY, C. G., DOYLE, J. G., MACHADO, M. E., AND ORWIG, L. E. Impulsive phase of flares in soft X-ray emission. *Sol. Phys.78* (May 1982), 107–123.
- [8] ASAI, A., SHIMOJO, M., ISOBE, H., MORIMOTO, T., YOKOYAMA, T., SHIBASAKI, K., AND NAKAJIMA, H. Periodic Acceleration of Electrons in the 1998 November 10 Solar Flare. *ApJ562* (Nov. 2001), L103–L106.
- [9] ASCHWANDEN, M. J. Theory of radio pulsations in coronal loops. *Sol. Phys.111* (Mar. 1987), 113–136.
- [10] ASCHWANDEN, M. J. Irradiance observations of the 1-8 Å solar soft X-ray flux from GOES. *Sol. Phys.152* (June 1994), 53–59.

- [11] ASCHWANDEN, M. J. Pulsed Particle Injection in a Reconnection-Driven Dynamic Trap Model in Solar Flares. *ApJ608* (June 2004), 554–561.
- [12] ASCHWANDEN, M. J., AND BENZ, A. O. Chromospheric evaporation and decimetric radio emission in solar flares. *ApJ438* (Jan. 1995), 997–1012.
- [13] ASCHWANDEN, M. J., BENZ, A. O., DENNIS, B. R., AND KUNDU, M. R. Pulsed acceleration in solar flares. *ApJS90* (Feb. 1994), 631–638.
- [14] ASCHWANDEN, M. J., BENZ, A. O., DENNIS, B. R., AND SCHWARTZ, R. A. Solar Electron Beams Detected in Hard X-Rays and Radio Waves. *ApJ455* (Dec. 1995), 347.
- [15] ASCHWANDEN, M. J., BENZ, A. O., AND MONTELLO, M. L. Coherent-phase or random-phase acceleration of electron beams in solar flares. *ApJ431* (Aug. 1994), 432–449.
- [16] ASCHWANDEN, M. J., DE PONTIEU, B., SCHRIJVER, C. J., AND TITLE, A. M. Transverse Oscillations in Coronal Loops Observed with TRACE II. Measurements of Geometric and Physical Parameters. *Sol. Phys.206* (Mar. 2002), 99–132.
- [17] ASCHWANDEN, M. J., KLIEM, B., SCHWARZ, U., KURTHS, J., DENNIS, B. R., AND SCHWARTZ, R. A. Wavelet Analysis of Solar Flare Hard X-Rays. *ApJ505* (Oct. 1998), 941–956.
- [18] BENZ, A. O. Flare Observations. *Living Reviews in Solar Physics 5* (Feb. 2008), 1.
- [19] BERLICKI, A., HEINZEL, P., SCHMIEDER, B., MEIN, P., AND MEIN, N. Non-LTE diagnostics of velocity fields during the gradual phase of a solar flare. *A&A430* (Feb. 2005), 679–689.
- [20] BISSALDI, E., VON KIENLIN, A., LICHTI, G., STEINLE, H., BHAT, P. N., BRIGGS, M. S., FISHMAN, G. J., HOOVER, A. S., KIPPEN, R. M., KRUMREY, M., GERLACH, M., CONNAUGHTON, V., DIEHL, R.,

- GREINER, J., VAN DER HORST, A. J., KOUVELIOTOU, C., MCBREEN, S., MEEGAN, C. A., PACIESAS, W. S., PREECE, R. D., AND WILSON-HODGE, C. A. Ground-based calibration and characterization of the Fermi gamma-ray burst monitor detectors. *Experimental Astronomy* 24 (May 2009), 47–88.
- [21] BOERNER, P., EDWARDS, C., LEMEN, J., RAUSCH, A., SCHRIJVER, C., SHINE, R., SHING, L., STERN, R., TARBELL, T., TITLE, A., WOLFSON, C. J., SOUFLI, R., SPILLER, E., GULLIKSON, E., MCKENZIE, D., WINDT, D., GOLUB, L., PODGORSKI, W., TESTA, P., AND WEBER, M. Initial Calibration of the Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO). *Sol. Phys.* 275 (Jan. 2012), 41–66.
- [22] BOGACHEV, S. A., SOMOV, B. V., KOSUGI, T., AND SAKAO, T. The Motions of the Hard X-Ray Sources in Solar Flares: Images and Statistics. *ApJ* 630 (Sept. 2005), 561–572.
- [23] BOGOVALOV, S. V., IYUDIN, A. F., KOTOV, Y. D., DOLIDZE, V. I., ESTULIN, I. V., VEDRENNE, G., NIEL, M., BARAT, C., CHAMBON, G., AND TALON, M. Quasiperiodic Hard X-Ray Pulsations in Solar Flares. *Soviet Astronomy Letters* 9 (Apr. 1983), 163–165.
- [24] BOGOVALOV, S. V., IYUDIN, A. F., KOTOV, Y. D., SHUGAL, E. V., DOLIDZE, V. S., ZENCHENKO, V. M., VEDRENNE, G., NIEL, M., BARAT, C., CHAMBON, G., AND TALON, R. Shortperiod Pulsations in Solar Hard X-Ray Bursts Recorded by VENERA-13,14. *Soviet Astronomy Letters* 10 (Oct. 1984), 286–288.
- [25] BROSIUS, J. W. Conversion from Explosive to Gentle Chromospheric Evaporation During a Solar Flare. *ApJ* 701 (Aug. 2009), 1209–1218.
- [26] BROSIUS, J. W. Chromospheric Evaporation in Solar Flare Loop Strands Observed with the Extreme-ultraviolet Imaging Spectrometer on Board Hinode. *ApJ* 762 (Jan. 2013), 133.

- [27] BROSIUS, J. W., AND HOLMAN, G. D. Chromospheric Evaporation in a Remote Solar Flare-like Transient Observed at High Time Resolution with SOHO's CDS and RHESSI. *ApJ*659 (Apr. 2007), L73–L76.
- [28] BROSIUS, J. W., AND HOLMAN, G. D. Using SDO's AIA to investigate energy transport from a flare's energy release site to the chromosphere. *A&A*540 (Apr. 2012), A24.
- [29] BROSIUS, J. W., AND PHILLIPS, K. J. H. Extreme-Ultraviolet and X-Ray Spectroscopy of a Solar Flare Loop Observed at High Time Resolution: A Case Study in Chromospheric Evaporation. *ApJ*613 (Sept. 2004), 580–591.
- [30] BROWN, J. C. The Deduction of Energy Spectra of Non-Thermal Electrons in Flares from the Observed Dynamic Spectra of Hard X-Ray Bursts. *Sol. Phys.*18 (July 1971), 489–502.
- [31] BROWN, J. C. The Temperature Structure of Chromospheric Flares Heated by Non-Thermal Electrons. *Sol. Phys.*31 (July 1973), 143–169.
- [32] CARMICHAEL, H. A Process for Flares. *NASA Special Publication* 50 (1964), 451.
- [33] CHEN, F., AND DING, M. D. Evidence of Explosive Evaporation in a Microflare Observed by Hinode/EIS. *ApJ*724 (Nov. 2010), 640–648.
- [34] CHEN, P. F., AND PRIEST, E. R. Transition-Region Explosive Events: Reconnection Modulated by p-Mode Waves. *Sol. Phys.*238 (Nov. 2006), 313–327.
- [35] CHENG, C.-C., FELDMAN, U., AND DOSCHEK, G. A. The Fe XXI λ 1354 line in solar flares observed from SKYLAB and its implications on ionization equilibrium calculations. *ApJ*233 (Oct. 1979), 736–740.
- [36] CHENG, X., DING, M. D., AND FANG, C. Imaging and Spectroscopic Diagnostics on the Formation of Two Magnetic Flux Ropes Revealed by SDO/AIA and IRIS. *ApJ*804 (May 2015), 82.

- [37] CURDT, W., BREKKE, P., FELDMAN, U., WILHELM, K., DWIVEDI, B. N., SCHÜHLE, U., AND LEMAIRE, P. The SUMER spectral atlas of solar-disk features. *A&A*375 (Aug. 2001), 591–613.
- [38] CURDT, W., LANDI, E., AND FELDMAN, U. The SUMER spectral atlas of solar coronal features. *A&A*427 (Dec. 2004), 1045–1054.
- [39] CZAYKOWSKA, A., ALEXANDER, D., AND DE PONTIEU, B. Chromospheric Heating in the Late Phase of Two-Ribbon Flares. *ApJ*552 (May 2001), 849–857.
- [40] CZAYKOWSKA, A., DE PONTIEU, B., ALEXANDER, D., AND RANK, G. Evidence for Chromospheric Evaporation in the Late Gradual Flare Phase from SOHO/CDS Observations. *ApJ*521 (Aug. 1999), L75–L78.
- [41] DE MOORTEL, I., IRELAND, J., HOOD, A. W., AND WALSH, R. W. The detection of 3–5 min period oscillations in coronal loops. *A&A*387 (May 2002), L13–L16.
- [42] DE PONTIEU, B., AND LEMEN, J. *IRIS Technical Note 1—IRIS operations, version 17*. July 2013.
- [43] DE PONTIEU, B., TITLE, A. M., LEMEN, J. R., KUSHNER, G. D., AKIN, D. J., ALLARD, B., BERGER, T., BOERNER, P., CHEUNG, M., CHOU, C., DRAKE, J. F., DUNCAN, D. W., FREELAND, S., HEYMAN, G. F., HOFFMAN, C., HURLBURT, N. E., LINDGREN, R. W., MATHUR, D., REHSE, R., SABOLISH, D., SEGUIN, R., SCHRIJVER, C. J., TARBELL, T. D., WÜLSER, J.-P., WOLFSON, C. J., YANARI, C., MUDGE, J., NGUYEN-PHUC, N., TIMMONS, R., VAN BEZOOIJEN, R., WEINGROD, I., BROOKNER, R., BUTCHER, G., DOUGHERTY, B., EDER, J., KNAGENHJELM, V., LARSEN, S., MANSIR, D., PHAN, L., BOYLE, P., CHEIMETS, P. N., DELUCA, E. E., GOLUB, L., GATES, R., HERTZ, E., MCKILLOP, S., PARK, S., PERRY, T., PODGORSKI, W. A., REEVES, K., SAAR, S., TESTA, P., TIAN, H., WEBER, M., DUNN, C., ECCLES, S., JAEGLI, S. A., KANKELBORG, C. C., MASHBURN, K., PUST, N.,

- SPRINGER, L., CARVALHO, R., KLEINT, L., MARMIE, J., MAZMANIAN, E., PEREIRA, T. M. D., SAWYER, S., STRONG, J., WORDEN, S. P., CARLSSON, M., HANSTEEN, V. H., LEENAARTS, J., WIESMANN, M., ALOISE, J., CHU, K.-C., BUSH, R. I., SCHERRER, P. H., BREKKE, P., MARTINEZ-SYKORA, J., LITES, B. W., MCINTOSH, S. W., UITENBROEK, H., OKAMOTO, T. J., GUMMIN, M. A., AUKER, G., JERRAM, P., POOL, P., AND WALTHAM, N. The Interface Region Imaging Spectrograph (IRIS). *Sol. Phys.*289 (July 2014), 2733–2779.
- [44] DEL ZANNA, G., BERLICKI, A., SCHMIEDER, B., AND MASON, H. E. A Multi-Wavelength Study of the Compact M1 Flare on October 22, 2002. *Sol. Phys.*234 (Mar. 2006), 95–113.
- [45] DEROSA, M., AND SLATER, G. *Guide to SDO Data Analysis*. Feb. 2015.
- [46] DING, M. D., AND FANG, C. The Propagation of Chromospheric Condensations and the Asymmetry of Spectral Lines in Solar Flares. *Acta Astrophysica Sinica* 14 (1994), 172.
- [47] DING, M. D., FANG, C., AND HUANG, Y. R. Analysis of 2-d flare spectra: Velocity fields derived from $H\alpha$ line asymmetries. *Sol. Phys.*158 (Apr. 1995), 81–93.
- [48] DING, M. D., WATANABE, T., SHIBATA, K., SAKURAI, T., KOSUGI, T., AND FANG, C. Chromospheric Evaporation in Four Solar Flares Observed by YOHKOH. *ApJ*458 (Feb. 1996), 391.
- [49] DONNELLY, R. F., AND HALL, L. A. Extreme Ultraviolet Spectrum of the Solar Flare of 2114 UT March 27, 1967. *Sol. Phys.*31 (Aug. 1973), 411–426.
- [50] DOSCHEK, G. A., DERE, K. P., SANDLIN, G. D., VANHOOSIER, M. E., BRUECKNER, G. E., PURCELL, J. D., TOUSEY, R., AND FELDMAN, U. Forbidden lines of highly ionized iron in solar flare spectra. *ApJ*196 (Mar. 1975), L83–L86.

-
- [51] DOSCHEK, G. A., FELDMAN, U., KREPLIN, R. W., AND COHEN, L. High-resolution X-ray spectra of solar flares. III - General spectral properties of X1-X5 type flares. *ApJ*239 (July 1980), 725–737.
- [52] DOSCHEK, G. A., STRONG, K. T., AND TSUNETA, S. The bright knots at the tops of soft X-ray flare loops: Quantitative results from YOHKOH. *ApJ*440 (Feb. 1995), 370–385.
- [53] DOSCHEK, G. A., WARREN, H. P., AND YOUNG, P. R. Chromospheric Evaporation in an M1.8 Flare Observed by the Extreme-ultraviolet Imaging Spectrometer on Hinode. *ApJ*767 (Apr. 2013), 55.
- [54] DULK, G. A., GOLDMAN, M. V., STEINBERG, J. L., AND HOANG, S. The speeds of electrons that excite solar radio bursts of type III. *A&A*173 (Feb. 1987), 366–374.
- [55] EMSLIE, A. G., BROWN, J. C., AND DONNELLY, R. F. The inter-relationship of hard X-ray and EUV bursts during solar flares. *Sol. Phys.*57 (Mar. 1978), 175–190.
- [56] FALEWICZ, R., RUDAWY, P., AND SIARKOWSKI, M. Temporal variations of the CaXIX spectra in solar flares. *A&A*508 (Dec. 2009), 971–978.
- [57] FANG, C., HIEI, E., AND OKAMOTO, T. CA II K line asymmetries in two well-observed solar flares of October 18, 1990. *Sol. Phys.*135 (Sept. 1991), 89–97.
- [58] FELDMAN, U., CURDT, W., LANDI, E., AND WILHELM, K. Identification of Spectral Lines in the 500-1600 Å Wavelength Range of Highly Ionized Ne, Na, Mg, Ar, K, Ca, Ti, Cr, Mn, Fe, Co, and Ni Emitted by Flares and Their Potential Use in Plasma Diagnostics. *ApJ*544 (Nov. 2000), 508–521.
- [59] FELDMAN, U., DOSCHEK, G. A., KREPLIN, R. W., AND MARISKA, J. T. High-resolution X-ray spectra of solar flares. IV - General spectral properties of M type flares. *ApJ*241 (Nov. 1980), 1175–1185.

- [60] FENG, H., AND WANG, J. Magnetic-reconnection exhausts in the sheath of magnetic clouds. *A&A*559 (Nov. 2013), A92.
- [61] FENG, H. Q., WU, D. J., WANG, J. M., AND CHAO, J. W. Magnetic reconnection exhausts at the boundaries of small interplanetary magnetic flux ropes. *A&A*527 (Mar. 2011), A67.
- [62] FISHER, G. H., CANFIELD, R. C., AND MCCLYMONT, A. N. Flare Loop Radiative Hydrodynamics - Part Six - Chromospheric Evaporation due to Heating by Nonthermal Electrons. *ApJ*289 (Feb. 1985), 425.
- [63] FISHER, G. H., CANFIELD, R. C., AND MCCLYMONT, A. N. Flare loop radiative hydrodynamics. V - Response to thick-target heating. VI - Chromospheric evaporation due to heating by nonthermal electrons. VII - Dynamics of the thick-target heated chromosphere. *ApJ*289 (Feb. 1985), 414–441.
- [64] FLETCHER, L., DENNIS, B. R., HUDSON, H. S., KRUCKER, S., PHILLIPS, K., VERONIG, A., BATTAGLIA, M., BONE, L., CASPI, A., CHEN, Q., GALLAGHER, P., GRIGIS, P. T., JI, H., LIU, W., MILLIGAN, R. O., AND TEMMER, M. An Observational Overview of Solar Flares. *Space Sci. Rev.*159 (Sept. 2011), 19–106.
- [65] FLETCHER, L., HANNAH, I. G., HUDSON, H. S., AND INNES, D. E. Flare Ribbon Energetics in the Early Phase of an SDO Flare. *ApJ*771 (July 2013), 104.
- [66] FLETCHER, L., AND HUDSON, H. The Magnetic Structure and Generation of EUV Flare Ribbons. *Sol. Phys.*204 (Dec. 2001), 69–89.
- [67] FLETCHER, L., POLLOCK, J. A., AND POTTS, H. E. Tracking of TRACE Ultraviolet Flare Footpoints. *Sol. Phys.*222 (Aug. 2004), 279–298.
- [68] FORBES, T. G., AND PRIEST, E. R. Numerical simulation of reconnection in an emerging magnetic flux region. *Sol. Phys.*94 (Sept. 1984), 315–340.

-
- [69] FOULLON, C., VERWICHTE, E., NAKARIAKOV, V. M., AND FLETCHER, L. X-ray quasi-periodic pulsations in solar flares as magnetohydrodynamic oscillations. *A&A*440 (Sept. 2005), L59–L62.
- [70] GAN, W. Q., LI, Y. P., AND MIROSHNICHENKO, L. I. On the motions of RHESSI flare footpoints. *Advances in Space Research* 41 (2008), 908–913.
- [71] GARCIA, H. A. Temperature and emission measure from GOES soft X-ray measurements. *Sol. Phys.*154 (Oct. 1994), 275–308.
- [72] GRAHAM, D. R., AND CAUZZI, G. Temporal Evolution of Multiple Evaporating Ribbon Sources in a Solar Flare. *ApJ*807 (July 2015), L22.
- [73] GRAHAM, D. R., HANNAH, I. G., FLETCHER, L., AND MILLIGAN, R. O. The Emission Measure Distribution of Impulsive Phase Flare Footpoints. *ApJ*767 (Apr. 2013), 83.
- [74] HEYVAERTS, J., PRIEST, E. R., AND RUST, D. M. An emerging flux model for the solar flare phenomenon. *ApJ*216 (Aug. 1977), 123–137.
- [75] HIRAYAMA, T. Theoretical Model of Flares and Prominences. I: Evaporating Flare Model. *Sol. Phys.*34 (Feb. 1974), 323–338.
- [76] HOYNG, P., VAN BEEK, H. F., AND BROWN, J. C. High time resolution analysis of solar hard X-ray flares observed on board the ESRO TD-1A satellite. *Sol. Phys.*48 (June 1976), 197–254.
- [77] HUANG, Z., MADJARSKA, M. S., XIA, L., DOYLE, J. G., GALSGAARD, K., AND FU, H. Explosive Events on a Subarcsecond Scale in IRIS Observations: A Case Study. *ApJ*797 (Dec. 2014), 88.
- [78] INGLIS, A. R., AND NAKARIAKOV, V. M. A multi-periodic oscillatory event in a solar flare. *A&A*493 (Jan. 2009), 259–266.
- [79] INNES, D. E. SUMER-Hinode observations of microflares: excitation of molecular hydrogen. *A&A*481 (Apr. 2008), L41–L44.

- [80] INNES, D. E., CURDT, W., SCHWENN, R., SOLANKI, S., STENBORG, G., AND MCKENZIE, D. E. Large Doppler Shifts in X-Ray Plasma: An Explosive Start to Coronal Mass Ejection. *ApJ*549 (Mar. 2001), L249–L252.
- [81] INNES, D. E., INHESTER, B., AXFORD, W. I., AND WILHELM, K. Bi-directional plasma jets produced by magnetic reconnection on the Sun. *Nature*386 (Apr. 1997), 811–813.
- [82] INNES, D. E., MCKENZIE, D. E., AND WANG, T. Observations of 1000 km s⁻¹ Doppler shifts in 10⁷ K solar flare supra-arcade. *Sol. Phys.*217 (Nov. 2003), 267–279.
- [83] INNES, D. E., MCKENZIE, D. E., AND WANG, T. SUMER spectral observations of post-flare supra-arcade inflows. *Sol. Phys.*217 (Nov. 2003), 247–265.
- [84] JI, H., HUANG, G., AND WANG, H. The Relaxation of Sheared Magnetic Fields: A Contracting Process. *ApJ*660 (May 2007), 893–900.
- [85] JI, H., HUANG, G., WANG, H., ZHOU, T., LI, Y., ZHANG, Y., AND SONG, M. Converging Motion of H α Conjugate Kernels: The Signature of Fast Relaxation of a Sheared Magnetic Field. *ApJ*636 (Jan. 2006), L173–L174.
- [86] JI, H., WANG, H., LIU, C., AND DENNIS, B. R. A Hard X-Ray Sigmoidal Structure during the Initial Phase of the 2003 October 29 X10 Flare. *ApJ*680 (June 2008), 734–739.
- [87] KAMIO, S., KUROKAWA, H., BROOKS, D. H., KITAI, R., AND UENO, S. Transition Region Downflows in the Impulsive Phase of Solar Flares. *ApJ*625 (June 2005), 1027–1035.
- [88] KARLICKY, M. Chromospheric evaporation shock and reduced optical thickness drifting in the 1-4.5 GHz range. *A&A*338 (Oct. 1998), 1084–1088.

-
- [89] KARLICKÝ, M. Series of high-frequency slowly drifting structures mapping the flare magnetic field reconnection. *A&A*417 (Apr. 2004), 325–332.
- [90] KARLICKÝ, M., BÁRTA, M., MÉSZÁROSOVÁ, H., AND ZLOBEC, P. Time scales of the slowly drifting pulsating structure observed during the April 12, 2001 flare. *A&A*332 (Mar. 2005), 705–712.
- [91] KERR, G. S., AND FLETCHER, L. Physical Properties of White-light Sources in the 2011 February 15 Solar Flare. *ApJ*783 (Mar. 2014), 98.
- [92] KLIEM, B., DAMMASCH, I. E., CURDT, W., AND WILHELM, K. Correlated Dynamics of Hot and Cool Plasmas in the Main Phase of a Solar Flare. *ApJ*568 (Mar. 2002), L61–L65.
- [93] KLIEM, B., KARLICKÝ, M., AND BENZ, A. O. Solar flare radio pulsations as a signature of dynamic magnetic reconnection. *A&A*360 (Aug. 2000), 715–728.
- [94] KOPP, R. A., AND PNEUMAN, G. W. Magnetic reconnection in the corona and the loop prominence phenomenon. *Sol. Phys.*50 (Oct. 1976), 85–98.
- [95] KRUCKER, S., FIVIAN, M. D., AND LIN, R. P. Hard X-ray footpoint motions in solar flares: Comparing magnetic reconnection models with observations. *Advances in Space Research* 35 (2005), 1707–1711.
- [96] KRUPAR, V., MAKSIMOVIC, M., SANTOLIK, O., KONTAR, E. P., CECCONI, B., HOANG, S., KRUPAROVA, O., SOUCEK, J., REID, H., AND ZASLAVSKY, A. Statistical Survey of Type III Radio Bursts at Long Wavelengths Observed by the Solar TERrestrial RELations Observatory (STERE-O)/ Waves Instruments: Radio Flux Density Variations with Frequency. *Sol. Phys.*289 (Aug. 2014), 3121–3135.
- [97] KUPRIYANOVA, E. G., MELNIKOV, V. F., NAKARIAKOV, V. M., AND SHIBASAKI, K. Types of Microwave Quasi-Periodic Pulsations in Single Flaring Loops. *Sol. Phys.*267 (Dec. 2010), 329–342.

- [98] KUSHWAHA, U., JOSHI, B., VERONIG, A. M., AND MOON, Y.-J. Large-scale Contraction and Subsequent Disruption of Coronal Loops During Various Phases of the M6.2 Flare Associated with the Confined Flux Rope Eruption. *ApJ*807 (July 2015), 101.
- [99] LANDI, E., YOUNG, P. R., DERE, K. P., DEL ZANNA, G., AND MASON, H. E. CHIANTI-An Atomic Database for Emission Lines. XIII. Soft X-Ray Improvements and Other Changes. *ApJ*763 (Feb. 2013), 86.
- [100] LEMEN, J. R., TITLE, A. M., AKIN, D. J., BOERNER, P. F., CHOU, C., DRAKE, J. F., DUNCAN, D. W., EDWARDS, C. G., FRIEDLAENDER, F. M., HEYMAN, G. F., HURLBURT, N. E., KATZ, N. L., KUSHNER, G. D., LEVAY, M., LINDGREN, R. W., MATHUR, D. P., McFEATERS, E. L., MITCHELL, S., REHSE, R. A., SCHRIJVER, C. J., SPRINGER, L. A., STERN, R. A., TARBELL, T. D., WUELSE, J.-P., WOLFSON, C. J., YANARI, C., BOOKBINDER, J. A., CHEIMETS, P. N., CALDWELL, D., DELUCA, E. E., GATES, R., GOLUB, L., PARK, S., PODGORSKI, W. A., BUSH, R. I., SCHERRER, P. H., GUMMIN, M. A., SMITH, P., AUKE, G., JERRAM, P., POOL, P., SOUFLI, R., WINDT, D. L., BEARDSLEY, S., CLAPP, M., LANG, J., AND WALTHAM, N. The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO). *Sol. Phys.*275 (Jan. 2012), 17–40.
- [101] LI, J. P., AND DING, M. D. Multiwavelength Analysis of an X1.6 Flare of 2001 October 19. *ApJ*606 (May 2004), 583–591.
- [102] LI, L., AND ZHANG, J. On the Brightening Propagation of Post-Flare Loops Observed by TRACE. *ApJ*690 (Jan. 2009), 347–357.
- [103] LI, T., AND ZHANG, J. Quasi-periodic Slipping Magnetic Reconnection During an X-class Solar Flare Observed by the Solar Dynamics Observatory and Interface Region Imaging Spectrograph. *ApJ*804 (May 2015), L8.

-
- [104] LI, Y., AND DING, M. D. Different Patterns of Chromospheric Evaporation in a Flaring Region Observed with Hinode/EIS. *ApJ*727 (Feb. 2011), 98.
- [105] LI, Y., QIU, J., AND DING, M. D. Heating and Dynamics of Two Flare Loop Systems Observed by AIA and EIS. *ApJ*781 (Feb. 2014), 120.
- [106] LI, Y. P., AND GAN, W. Q. The Shrinkage of Flare Radio Loops. *ApJ*629 (Aug. 2005), L137–L139.
- [107] LI, Y. P., AND GAN, W. Q. The Oscillatory Shrinkage in TRACE 195 Å Loops during a Flare Impulsive Phase. *ApJ*644 (June 2006), L97–L100.
- [108] LI, Y. P., AND GAN, W. Q. Observational Studies of the X-Ray Quasi-Periodic Oscillations of a Solar Flare. *Sol. Phys.*247 (Jan. 2008), 77–85.
- [109] LIN, R. P., DENNIS, B. R., HURFORD, G. J., SMITH, D. M., ZEHNDER, A., HARVEY, P. R., CURTIS, D. W., PANKOW, D., TURIN, P., BESTER, M., CSILLAGHY, A., LEWIS, M., MADDEN, N., VAN BEEK, H. F., APPLEBY, M., RAUDORF, T., MCTIERNAN, J., RAMATY, R., SCHMAHL, E., SCHWARTZ, R., KRUCKER, S., ABIAD, R., QUINN, T., BERG, P., HASHII, M., STERLING, R., JACKSON, R., PRATT, R., CAMPBELL, R. D., MALONE, D., LANDIS, D., BARRINGTON-LEIGH, C. P., SLASSI-SENNOU, S., CORK, C., CLARK, D., AMATO, D., ORWIG, L., BOYLE, R., BANKS, I. S., SHIREY, K., TOLBERT, A. K., ZARRO, D., SNOW, F., THOMSEN, K., HENNECK, R., MCHEDLISHVILI, A., MING, P., FIVIAN, M., JORDAN, J., WANNER, R., CRUBB, J., PREBLE, J., MATRANGA, M., BENZ, A., HUDSON, H., CANFIELD, R. C., HOLMAN, G. D., CRANNELL, C., KOSUGI, T., EMSLIE, A. G., VILMER, N., BROWN, J. C., JOHNS-KRULL, C., ASCHWANDEN, M., METCALF, T., AND CONWAY, A. The Reuven Ramaty High-Energy Solar Spectroscopic Imager (RHESSI). *Sol. Phys.*210 (Nov. 2002), 3–32.

- [110] LINFORD, G. A., AND WOLFSON, C. J. Properties of an impulsive compact solar flare determined from Solar Maximum Mission X-ray measurements. *ApJ*331 (Aug. 1988), 1036–1046.
- [111] LIPA, B. Pulsations in solar hard X-ray bursts. *Sol. Phys.*57 (Mar. 1978), 191–204.
- [112] LIU, C., DENG, N., LIU, Y., FALCONER, D., GOODE, P. R., DENKER, C., AND WANG, H. Rapid Change of δ Spot Structure Associated with Seven Major Flares. *ApJ*622 (Mar. 2005), 722–736.
- [113] LIU, W., CHEN, Q., AND PETROSIAN, V. Plasmoid Ejections and Loop Contractions in an Eruptive M7.7 Solar Flare: Evidence of Particle Acceleration and Heating in Magnetic Reconnection Outflows. *ApJ*767 (Apr. 2013), 168.
- [114] LIU, W., LIU, S., JIANG, Y. W., AND PETROSIAN, V. RHESSI Observation of Chromospheric Evaporation. *ApJ*649 (Oct. 2006), 1124–1139.
- [115] LIU, W., TITLE, A. M., ZHAO, J., OFMAN, L., SCHRIJVER, C. J., ASCHWANDEN, M. J., DE PONTIEU, B., AND TARBELL, T. D. Direct Imaging of Quasi-periodic Fast Propagating Waves of $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$ in the Low Solar Corona by the Solar Dynamics Observatory Atmospheric Imaging Assembly. *ApJ*736 (July 2011), L13.
- [116] MAGARA, T., MINESHIGE, S., YOKOYAMA, T., AND SHIBATA, K. Numerical Simulation of Magnetic Reconnection in Eruptive Flares. *ApJ*466 (Aug. 1996), 1054.
- [117] MANGENEY, A., AND PICK, M. Quasi-periodicities in solar type II burst groups. *A&A*224 (Oct. 1989), 242–244.
- [118] MARISKA, J. T. Observations of Solar Flare Doppler Shift Oscillations with the Bragg Crystal Spectrometer on Yohkoh. *ApJ*620 (Feb. 2005), L67–L70.

-
- [119] MARISKA, J. T. Characteristics of Solar Flare Doppler-Shift Oscillations Observed with the Bragg Crystal Spectrometer on Yohkoh. *ApJ*639 (Mar. 2006), 484–494.
- [120] MASON, H. E., DOSCHEK, G. A., FELDMAN, U., AND BHATIA, A. K. Fe XXI as an electron density diagnostic in solar flares. *A&A*73 (Mar. 1979), 74–81.
- [121] MASON, H. E., SHINE, R. A., GURMAN, J. B., AND HARRISON, R. A. Spectral line profiles of Fe XXI 1354.1 Å from the Solar Maximum Mission. *ApJ*309 (Oct. 1986), 435–448.
- [122] MASUDA, S., KOSUGI, T., HARA, H., TSUNETA, S., AND OGAWARA, Y. A loop-top hard X-ray source in a compact solar flare as evidence for magnetic reconnection. *Nature*371 (Oct. 1994), 495–497.
- [123] MEEGAN, C., LICHTI, G., BHAT, P. N., BISSALDI, E., BRIGGS, M. S., CONNAUGHTON, V., DIEHL, R., FISHMAN, G., GREINER, J., HOOVER, A. S., VAN DER HORST, A. J., VON KIENLIN, A., KIPPEN, R. M., KOUVELIOTOU, C., MCBREEN, S., PACIESAS, W. S., PREECE, R., STEINLE, H., WALLACE, M. S., WILSON, R. B., AND WILSON-HODGE, C. The Fermi Gamma-ray Burst Monitor. *ApJ*702 (Sept. 2009), 791–804.
- [124] MILLIGAN, R. O. Extreme Ultra-Violet Spectroscopy of the Lower Solar Atmosphere During Solar Flares (Invited Review). *Sol. Phys.* (Aug. 2015).
- [125] MILLIGAN, R. O., AND DENNIS, B. R. Velocity Characteristics of Evaporated Plasma Using Hinode/EUV Imaging Spectrometer. *ApJ*699 (July 2009), 968–975.
- [126] MILLIGAN, R. O., GALLAGHER, P. T., MATHIOUDAKIS, M., BLOOMFIELD, D. S., KEENAN, F. P., AND SCHWARTZ, R. A. RHESSI and SOHO CDS Observations of Explosive Chromospheric Evaporation. *ApJ*638 (Feb. 2006), L117–L120.

- [127] MILLIGAN, R. O., GALLAGHER, P. T., MATHIOUDAKIS, M., BLOOMFIELD, D. S., KEENAN, F. P., AND SCHWARTZ, R. A. RHESSI and SOHO CDS Observations of Explosive Chromospheric Evaporation. *ApJ*638 (Feb. 2006), L117–L120.
- [128] MILLIGAN, R. O., GALLAGHER, P. T., MATHIOUDAKIS, M., AND KEENAN, F. P. Observational Evidence of Gentle Chromospheric Evaporation during the Impulsive Phase of a Solar Flare. *ApJ*642 (May 2006), L169–L171.
- [129] MILLIGAN, R. O., KENNEDY, M. B., MATHIOUDAKIS, M., AND KEENAN, F. P. Time-dependent Density Diagnostics of Solar Flare Plasmas Using SDO/EVE. *ApJ*755 (Aug. 2012), L16.
- [130] MILLIGAN, R. O., KERR, G. S., DENNIS, B. R., HUDSON, H. S., FLETCHER, L., ALLRED, J. C., CHAMBERLIN, P. C., IRELAND, J., MATHIOUDAKIS, M., AND KEENAN, F. P. The Radiated Energy Budget of Chromospheric Plasma in a Major Solar Flare Deduced from Multi-wavelength Observations. *ApJ*793 (Oct. 2014), 70.
- [131] MILLIGAN, R. O., AND MCELROY, S. A. Continuum Contributions to the SDO/AIA Passbands during Solar Flares. *ApJ*777 (Nov. 2013), 12.
- [132] MURRAY, M. J., VAN DRIEL-GESZTELYI, L., AND BAKER, D. Simulations of emerging flux in a coronal hole: oscillatory reconnection. *A&A*494 (Jan. 2009), 329–337.
- [133] NAKAJIMA, H., KOSUGI, T., KAI, K., AND ENOME, S. Successive electron and ion accelerations in impulsive solar flares on 7 and 21 June 1980. *Nature*305 (Sept. 1983), 292–294.
- [134] NAKARIAKOV, V. M., FOULLON, C., MYAGKOVA, I. N., AND INGLIS, A. R. Quasi-Periodic Pulsations in the Gamma-Ray Emission of a Solar Flare. *ApJ*708 (Jan. 2010), L47–L51.

-
- [135] NAKARIAKOV, V. M., FOULLON, C., VERWICHTE, E., AND YOUNG, N. P. Quasi-periodic modulation of solar and stellar flaring emission by magnetohydrodynamic oscillations in a nearby loop. *A&A* **452** (June 2006), 343–346.
- [136] NAKARIAKOV, V. M., AND MELNIKOV, V. F. Quasi-Periodic Pulsations in Solar Flares. *Space Sci. Rev.* **149** (Dec. 2009), 119–151.
- [137] NAKARIAKOV, V. M., OFMAN, L., DELUCA, E. E., ROBERTS, B., AND DAVILA, J. M. TRACE observation of damped coronal loop oscillations: Implications for coronal heating. *Science* **285** (Aug. 1999), 862–864.
- [138] NAKARIAKOV, V. M., TSIKLARI, D., KELLY, A., ARBER, T. D., AND ASCHWANDEN, M. J. Acoustic oscillations in solar and stellar flaring loops. *A&A* **414** (Jan. 2004), L25–L28.
- [139] NAKARIAKOV, V. M., AND ZIMOVETS, I. V. Slow Magnetoacoustic Waves in Two-ribbon Flares. *ApJ* **730** (Apr. 2011), L27.
- [140] NING, Z. Speed Distributions of Merging X-Ray Sources During Chromospheric Evaporation in Solar Flares. *Sol. Phys.* **273** (Oct. 2011), 81–92.
- [141] NING, Z. X-ray source motion along the loop in two solar flares. *Ap&SS* **346** (Aug. 2013), 307–318.
- [142] NING, Z. Imaging Observations of X-Ray Quasi-periodic Oscillations at 3 - 6 keV in the 26 December 2002 Solar Flare. *Sol. Phys.* **289** (Apr. 2014), 1239–1256.
- [143] NING, Z., AND CAO, W. Investigation of Chromospheric Evaporation in a Neupert-type Solar Flare. *ApJ* **717** (July 2010), 1232–1242.
- [144] NING, Z., AND CAO, W. Hard X-ray Source Distributions on EUV Bright Kernels in a Solar Flare. *Sol. Phys.* **269** (Apr. 2011), 283–293.

- [145] NING, Z., CAO, W., HUANG, J., HUANG, G., YAN, Y., AND FENG, H. Evidence of Chromospheric Evaporation in the 2004 December 1 Solar Flare. *ApJ*699 (July 2009), 15–22.
- [146] NING, Z., DING, M. D., WU, H. A., XU, F. Y., AND MENG, X. Microwave type III bursts and pulsation groups. *A&A*437 (July 2005), 691–697.
- [147] NING, Z., FU, Q., AND LU, Q. Special fine structures of solar radio bursts on April 15 1998. *A&A*364 (Dec. 2000), 853–858.
- [148] NING, Z., INNES, D. E., AND SOLANKI, S. K. Line profile characteristics of solar explosive event bursts. *A&A*419 (June 2004), 1141–1148.
- [149] NITTA, S., IMADA, S., AND YAMAMOTO, T. T. Clear Detection of Chromospheric Evaporation Upflows with High Spatial/Temporal Resolution by Hinode XRT. *Sol. Phys.*276 (Feb. 2012), 183–197.
- [150] O'DWYER, B., DEL ZANNA, G., MASON, H. E., WEBER, M. A., AND TRIPATHI, D. SDO/AIA response to coronal hole, quiet Sun, active region, and flare plasma. *A&A*521 (Oct. 2010), A21.
- [151] OFMAN, L., AND SUI, L. Oscillations of Hard X-Ray Flare Emission Observed by RHESSI: Effects of Super-Alfvénic Beams? *ApJ*644 (June 2006), L149–L152.
- [152] OFMAN, L., AND WANG, T. Hot Coronal Loop Oscillations Observed by SUMER: Slow Magnetosonic Wave Damping by Thermal Conduction. *ApJ*580 (Nov. 2002), L85–L88.
- [153] PEREIRA, T. M. D., MCLINTOSH, S. W., DE PONTIEU, B., HANSTEEN, V., CARLSSON, M., AND BOERNER, P. *A User's Guide To IRIS Data Retrieval, Reduction and Analysis, Release 1.0*. Apr. 2015.
- [154] PESNELL, W. D., THOMPSON, B. J., AND CHAMBERLIN, P. C. The Solar Dynamics Observatory (SDO). *Sol. Phys.*275 (Jan. 2012), 3–15.

-
- [155] PETSHEK, H. E. *in Physics of Solar Flares*. ed. W. N. Hess, Washington, DC.
- [156] PHILLIPS, K. J. H., BHATIA, A. K., MASON, H. E., AND ZARRO, D. M. High Coronal Electron Densities in a Solar Flare from Fe XXI and Fe XXII X-Ray Line Measurements. *ApJ466* (July 1996), 549.
- [157] POLITO, V., REEVES, K. K., DEL ZANNA, G., GOLUB, L., AND MASON, H. E. Joint High Temperature Observation of a Small C6.5 Solar Flare With Iris/Eis/Aia. *ApJ803* (Apr. 2015), 84.
- [158] PRIEST, E. R. *Solar Magneto-hydrodynamics*. 1984.
- [159] QIU, J., LEE, J., GARY, D. E., AND WANG, H. Motion of Flare Footpoint Emission and Inferred Electric Field in Reconnecting Current Sheets. *ApJ565* (Feb. 2002), 1335–1347.
- [160] RAFTERY, C. L., GALLAGHER, P. T., MILLIGAN, R. O., AND KLIMCHUK, J. A. Multi-wavelength observations and modelling of a canonical solar flare. *A&A494* (Feb. 2009), 1127–1136.
- [161] REZNIKOVA, V. E., MELNIKOV, V. F., JI, H., AND SHIBASAKI, K. Dynamics of the Flaring Loop System of 2005 August 22 Observed in Microwaves and Hard X-rays. *ApJ724* (Nov. 2010), 171–181.
- [162] ROBERTS, B., EDWIN, P. M., AND BENZ, A. O. On coronal oscillations. *ApJ279* (Apr. 1984), 857–865.
- [163] RUCKER, H. O., MACHER, W., FISCHER, G., OSWALD, T., BOUGERET, J. L., KAISER, M. L., AND GOETZ, K. Analysis of spacecraft antenna systems: Implications for STEREO/WAVES. *Advances in Space Research* 36 (2005), 1530–1533.
- [164] SADYKOV, V. M., VARGAS DOMINGUEZ, S., KOSOVICHEV, A. G., SHARYKIN, I. N., STRUMINSKY, A. B., AND ZIMOVETS, I. Properties of Chromospheric Evaporation and Plasma Dynamics of a Solar Flare from Iris. *ApJ805* (June 2015), 167.

- [165] SAKAO, T., KOSUGI, T., MASUDA, S., YAJI, K., INDA-KOIDE, M., AND MAKISHIMA, K. Characteristics of hard X-ray double sources in impulsive solar flares. *Advances in Space Research* 17 (1996), 67–.
- [166] SCHMAHL, E. J. Flare buildup in X-rays, UV, microwaves and white light. *Advances in Space Research* 2 (1982), 73–90.
- [167] SCHOU, J., SCHERRER, P. H., BUSH, R. I., WACHTER, R., COUVIDAT, S., RABELLO-SOARES, M. C., BOGART, R. S., HOEKSEMA, J. T., LIU, Y., DUVAL, T. L., AKIN, D. J., ALLARD, B. A., MILES, J. W., RAIIRDEN, R., SHINE, R. A., TARBELL, T. D., TITLE, A. M., WOLFSON, C. J., ELMORE, D. F., NORTON, A. A., AND TOMCZYK, S. Design and Ground Calibration of the Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) Instrument on the Solar Dynamics Observatory (SDO). *Sol. Phys.* 275 (Jan. 2012), 229–259.
- [168] SHEN, J., ZHOU, T., JI, H., WANG, N., CAO, W., AND WANG, H. Early Abnormal Temperature Structure of X-Ray Loop-Top Source of Solar Flares. *ApJ* 686 (Oct. 2008), L37–L40.
- [169] SHIBATA, K., ISHIDO, Y., ACTON, L. W., STRONG, K. T., HIRAYAMA, T., UCHIDA, Y., MCALLISTER, A. H., MATSUMOTO, R., TSUNETAS, S., SHIMIZU, T., HARA, H., SAKURAI, T., ICHIMOTO, K., NISHINO, Y., AND OGAWARA, Y. Observations of X-ray jets with the YOHKOH Soft X-ray Telescope. *PASJ* 44 (Oct. 1992), L173–L179.
- [170] SHIBATA, K., NOZAWA, S., MATSUMOTO, R., STERLING, A. C., AND TAJIMA, T. Emergence of solar magnetic flux from the convection zone into the photosphere and chromosphere. *ApJ* 351 (Mar. 1990), L25–L28.
- [171] STRONG, K. T., HARVEY, K., HIRAYAMA, T., NITTA, N., SHIMIZU, T., AND TSUNETAS, S. Observations of the variability of coronal bright points by the Soft X-ray Telescope on YOHKOH. *PASJ* 44 (Oct. 1992), L161–L166.

-
- [172] STURROCK, P. A. A Model of Quasi-Stellar Radio Sources. *Nature* 211 (Aug. 1966), 697–700.
- [173] STURROCK, P. A. *Solar Flares*. Colorado Assoc. Univ. Press, Boulder, USA, 1980.
- [174] STURROCK, P. A. *Physics of the Sun*. Reidel Publ. Co., Dordrecht, Holland, 1985.
- [175] SU, J. T., SHEN, Y. D., AND LIU, Y. Extreme-ultraviolet Multi-wavelength Observations of Quasi-periodic Pulsations in a Solar Post-flare Cusp-shape Loop with SDO/AIA. *ApJ* 754 (July 2012), 43.
- [176] SU, J. T., SHEN, Y. D., LIU, Y., LIU, Y., AND MAO, X. J. Imaging Observations of Quasi-periodic Pulsations in Solar Flare Loops with SDO/AIA. *ApJ* 755 (Aug. 2012), 113.
- [177] SU, Y., VERONIG, A. M., HOLMAN, G. D., DENNIS, B. R., WANG, T., TEMMER, M., AND GAN, W. Imaging coronal magnetic-field reconnection in a solar flare. *Nature Physics* 9 (Aug. 2013), 489–493.
- [178] SUDOL, J. J., AND HARVEY, J. W. Longitudinal Magnetic Field Changes Accompanying Solar Flares. *ApJ* 635 (Dec. 2005), 647–658.
- [179] SUI, L., AND HOLMAN, G. D. Evidence for the Formation of a Large-Scale Current Sheet in a Solar Flare. *ApJ* 596 (Oct. 2003), L251–L254.
- [180] SUI, L., HOLMAN, G. D., AND DENNIS, B. R. Evidence for Magnetic Reconnection in Three Homologous Solar Flares Observed by RHESSI. *ApJ* 612 (Sept. 2004), 546–556.
- [181] SUN, X., HOEKSEMA, J. T., LIU, Y., WIEGELMANN, T., HAYASHI, K., CHEN, Q., AND THALMANN, J. Evolution of Magnetic Field and Energy in a Major Eruptive Active Region Based on SDO/HMI Observation. *ApJ* 748 (Apr. 2012), 77.

- [182] SYCH, R., NAKARIAKOV, V. M., KARLICKY, M., AND ANFINOGENOV, S. Relationship between wave processes in sunspots and quasi-periodic pulsations in active region flares. *A&A*505 (Oct. 2009), 791–799.
- [183] SYROVATSKII, S. I., AND SHMELEVA, O. P. Heating of Plasma by High-Energy Electrons, and Nonthermal X-Ray Emission in Solar Flares. *Soviet Ast.*16 (Oct. 1972), 273.
- [184] TAN, B., ZHANG, Y., TAN, C., AND LIU, Y. Microwave Quasi-Periodic Pulsations in Multi-timescales Associated with a Solar Flare/CME Event. *ApJ*723 (Nov. 2010), 25–39.
- [185] TERIACA, L., FALCHI, A., CAUZZI, G., FALCIANI, R., SMALDONE, L. A., AND ANDRETTA, V. Solar and Heliospheric Observatory/Coronal Diagnostic Spectrograph and Ground-based Observations of a Two-Ribbon Flare: Spatially Resolved Signatures of Chromospheric Evaporation. *ApJ*588 (May 2003), 596–605.
- [186] TERIACA, L., FALCHI, A., FALCIANI, R., CAUZZI, G., AND MALT-AGLIATI, L. Dynamics and evolution of an eruptive flare. *A&A*455 (Sept. 2006), 1123–1133.
- [187] TESTA, P., DRAKE, J. J., AND LANDI, E. Testing EUV/X-Ray Atomic Data for the Solar Dynamics Observatory. *ApJ*745 (Feb. 2012), 111.
- [188] THOMAS, R. J., AND TESKE, R. G. Solar Soft X-Rays and Solar Activity. II: Soft X-Ray Emission during Solar Flares. *Sol. Phys.*16 (Feb. 1971), 431–453.
- [189] TIAN, H., DELUCA, E., REEVES, K. K., MCKILLOP, S., DE PONTIEU, B., MARTÍNEZ-SYKORA, J., CARLSSON, M., HANSTEEN, V., KLEINT, L., CHEUNG, M., GOLUB, L., SAAR, S., TESTA, P., WEBER, M., LEMEN, J., TITLE, A., BOERNER, P., HURLBURT, N., TARBELL, T. D., WUELSE, J. P., KANKELBORG, C., JAEGGLI, S., AND MCINTOSH, S. W. High-resolution Observations of the Shock Wave Behavior for Sunspot

- Oscillations with the Interface Region Imaging Spectrograph. *ApJ*786 (May 2014), 137.
- [190] TIAN, H., LI, G., REEVES, K. K., RAYMOND, J. C., GUO, F., LIU, W., CHEN, B., AND MURPHY, N. A. Imaging and Spectroscopic Observations of Magnetic Reconnection and Chromospheric Evaporation in a Solar Flare. *ApJ*797 (Dec. 2014), L14.
- [191] TIAN, H., MCINTOSH, S. W., AND DE PONTIEU, B. The Spectroscopic Signature of Quasi-periodic Upflows in Active Region Timeseries. *ApJ*727 (Feb. 2011), L37.
- [192] TIAN, H., YOUNG, P. R., REEVES, K. K., CHEN, B., LIU, W., AND MCKILLOP, S. Temporal Evolution of Chromospheric Evaporation: Case Studies of the M1.1 Flare on 2014 September 6 and X1.6 Flare on 2014 September 10. *ApJ*811 (Oct. 2015), 139.
- [193] TRIPATHI, D., ISOBE, H., AND MASON, H. E. On the propagation of brightening after filament/prominence eruptions, as seen by SoHO-EIT. *A&A*453 (July 2006), 1111–1116.
- [194] VERONIG, A. M., KARLICKÝ, M., VRŠNAK, B., TEMMER, M., MAGDALENIĆ, J., DENNIS, B. R., OTRUBA, W., AND PÖTZI, W. X-ray sources and magnetic reconnection in the X3.9 flare of 2003 November 3. *A&A*446 (Feb. 2006), 675–690.
- [195] VERONIG, A. M., RYBÁK, J., GÖMÖRY, P., BERKEBILE-STOISER, S., TEMMER, M., OTRUBA, W., VRŠNAK, B., PÖTZI, W., AND BAUMGARTNER, D. Multiwavelength Imaging and Spectroscopy of Chromospheric Evaporation in an M-class Solar Flare. *ApJ*719 (Aug. 2010), 655–670.
- [196] 黄光力, VICTOR MELNIKOV, 季海生和宁宗军. 耀斑环物理. 科学出版社, 北京, 2015.

- [197] WANG, H. Evolution of vector magnetic fields and the August 27 1990 X-3 flare. *Sol. Phys.*140 (July 1992), 85–98.
- [198] WANG, H. Rapid Changes of Photospheric Magnetic Fields around Flaring Magnetic Neutral Lines. *ApJ*649 (Sept. 2006), 490–497.
- [199] WANG, H., AND LIU, C. Structure and evolution of magnetic fields associated with solar eruptions. *Research in Astronomy and Astrophysics* 15 (Feb. 2015), 145–174.
- [200] WANG, T. J., SOLANKI, S. K., CURDT, W., INNES, D. E., AND DAMMASCH, I. E. Doppler Shift Oscillations of Hot Solar Coronal Plasma Seen by SUMER: A Signature of Loop Oscillations? *ApJ*574 (July 2002), L101–L104.
- [201] WANG, T. J., SOLANKI, S. K., CURDT, W., INNES, D. E., DAMMASCH, I. E., AND KLIEM, B. Hot coronal loop oscillations observed with SUMER: Examples and statistics. *A&A*406 (Aug. 2003), 1105–1121.
- [202] WOODS, T. N., EPARVIER, F. G., HOCK, R., JONES, A. R., WOODRASKA, D., JUDGE, D., DIDKOVSKY, L., LEAN, J., MARISKA, J., WARREN, H., MCMULLIN, D., CHAMBERLIN, P., BERTHIAUME, G., BAILEY, S., FULLER-ROWELL, T., SOJKA, J., TOBISKA, W. K., AND VIERECK, R. Extreme Ultraviolet Variability Experiment (EVE) on the Solar Dynamics Observatory (SDO): Overview of Science Objectives, Instrument Design, Data Products, and Model Developments. *Sol. Phys.*275 (Jan. 2012), 115–143.
- [203] WOODS, T. N., KOPP, G., AND CHAMBERLIN, P. C. Contributions of the solar ultraviolet irradiance to the total solar irradiance during large flares. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)* 111 (Oct. 2006), 10.
- [204] WUELSE, J.-P., CANFIELD, R. C., ACTON, L. W., CULHANE, J. L., PHILLIPS, A., FLUDRA, A., SAKAO, T., MASUDA, S., KOSUGI, T., AND

- TSUNETA, S. Multispectral observations of chromospheric evaporation in the 1991 November 15 X-class solar flare. *ApJ*424 (Mar. 1994), 459–465.
- [205] YAN, X. L., PAN, G. M., LIU, J. H., QU, Z. Q., XUE, Z. K., DENG, L. H., MA, L., AND KONG, D. F. The Contraction of Overlying Coronal Loop and the Rotating Motion of a Sigmoid Filament during Its Eruption. *AJ*145 (June 2013), 153.
- [206] YOKOYAMA, T., AND SHIBATA, K. Magnetic reconnection as the origin of X-ray jets and $H\alpha$ surges on the Sun. *Nature*375 (May 1995), 42–44.
- [207] YOUNG, P. R., DOSCHEK, G. A., WARREN, H. P., AND HARA, H. Properties of a Solar Flare Kernel Observed by Hinode and SDO. *ApJ*766 (Apr. 2013), 127.
- [208] YOUNG, P. R., TIAN, H., AND JAEGGLI, S. The 2014 March 29 X-flare: Subarcsecond Resolution Observations of Fe XXI λ 1354.1. *ApJ*799 (Feb. 2015), 218.
- [209] ZHANG, Q. M., CHEN, P. F., DING, M. D., AND JI, H. S. Reciprocatory magnetic reconnection in a coronal bright point. *A&A*568 (Aug. 2014), A30.
- [210] ZHANG, Q. M., CHEN, P. F., GUO, Y., FANG, C., AND DING, M. D. Two Types of Magnetic Reconnection in Coronal Bright Points and the Corresponding Magnetic Configuration. *ApJ*746 (Feb. 2012), 19.
- [211] ZHANG, Q. M., AND JI, H. S. Chromospheric evaporation in sympathetic coronal bright points. *A&A*557 (Sept. 2013), L5.
- [212] ZHAO, R. Y., MANGENEY, A., AND PICK, M. Periodicities in solar type III burst groups and source characteristics. *A&A*241 (Jan. 1991), 183–186.
- [213] ZHOU, T.-H., AND JI, H.-S. A comparison between magnetic shear and flare shear in a well-observed M-class flare. *Research in Astronomy and Astrophysics* 9 (Mar. 2009), 323–332.

-
- [214] ZHOU, T.-H., WANG, J.-F., LI, D., SONG, Q.-W., MELNIKOV, V., AND JI, H.-S. The contracting and unshearing motion of flare loops in the X 7.1 flare on 2005 January 20 during its rising phase. *Research in Astronomy and Astrophysics* 13 (May 2013), 526–536.
- [215] ZIMOVETS, I. V., AND STRUMINSKY, A. B. Observations of Double-Periodic X-Ray Emission in Interacting Systems of Solar Flare Loops. *Sol. Phys.* 263 (May 2010), 163–174.

发表文章目录

博士期间完成的工作

- [1] **Li D.**, Innes D. E., and Ning Z. J., Observations of Solar Flare with IRIS and SDO, A&A (SCI), under Review, 2015.
- [2] **Li D.**, Ning Z. J., and Zhang Q. M., Observational Evidences of Electron-driven Evaporation in two Solar Flares, ApJ (SCI), 813, 59, 2015.
- [3] **Li D.**, Ning Z. J., and Zhang Q. M., Imaging and Spectral Observations of Quasi-Periodic Pulsations in a Solar Flare, ApJ (SCI), 807, 72, 2015.
- [4] **Li D.**, and Ning Z. J., Spectral and Imaging Observations of Bi-direction moving structures in a Coronal Bright Point, ApJ (SCI), Preparing.
- [5] **Li D.**, Ning Z. J., and Wang. J. F., Statistical study of UV bright points and magnetic elements from SDO observation, New Astronomy (SCI), 23, 19, 2013.
- [6] Zhou T. H., Wang J. F., **Li D.**, Song Q. W., Melnikov Victor, and Ji H. S., The contracting and unshearing motion of flare loop in the X1.7 flare on 2005 January 20 during its rising phase, RAA (SCI), 13, 526, 2013.

硕士期间完成的工作

- [1] **Li D.**, and Ning Z. J., UV bright points and magnetic bipoles in solar quiet regions, Astrophysics and Space Science (SCI), 341, 215, 2012.
- [2] Ning Z. J., and **Li D.**, Radiative and conductive cooling in a solar flare, Astrophysics and Space Science (SCI), 338, 15, 2012.
- [3] **李东** 和 宁宗军, 太阳大气中的光球亮点, 天文学进展(核心), 30 (2), 172, 2012.

- [4] 刘焱、李东、宋其武、孟璇、许富英、吴洪敖 和 宁宗军, 甘肃金塔地区大气对太阳射电辐射吸收的测量研究, 天文学报(核心), 52 (5), 377, 2011.

会议报告

- 李东 和 宁宗军, 紫外亮点和磁元的统计研究 (口头报告), 第八次全国空间天气学研讨会, 2012年 9月 20–25日, 山东济南
- 李东 和 宁宗军, 太阳活动区中双极磁场的统计研究 (口头报告), 中国天文学会2013年太阳物理研讨会, 2013年 5月 14–19日, 河南洛阳
- 李东、Davina Innes 和 宁宗军, The observation results of solar flares from IRIS and SDO (口头报告), 中国天文学会 2014年学术年会, 2014年 10月 27–29日, 陕西西安
- 李东、宁宗军和张擎旻, Imaging and Spectral Observations of Quasi-Periodic Pulsations in a Solar Flare (口头报告), 中国天文学会 2015年学术年会, 2015年 10月 19–21日, 北京

简 历

基本情况

李东，男，山东省临沂市平邑县人，1985 年 5 月出生，未婚，中国科学院紫金山天文台在读博士研究生。

教育状况

2005年 9月至 2009年 7月，山东师范大学物理与电子科学学院，本科，专业：物理学。

2009年 9月至 2012年 7月，中国科学院紫金山天文台，硕士，专业：天体物理。

2012年 9月至 2015年 11月，中国科学院紫金山天文台，博士，专业：天体物理。

2013年 9月至 2014年 9月，德国马普太阳系研究所，博士联合培养

工作经历

无

研究兴趣

太阳活动的多波段观测；数据处理；光谱分析；耀斑物理。

联系方式

通讯地址：南京市北京西路 2 号，中国科学院紫金山天文台

邮编：210008

E-mail: lidong@pmo.ac.cn

致 谢

时光易逝，三年半的博士研究生学习即将结束。回顾这三年半的求学生涯，我不由得想起了那些曾经给予我极大帮助的各位师长、同学和朋友。这篇论文的完成离不开他们的帮助和支持。在这里向所有在学习和生活中给予我帮助的老师、同学和朋友们表示深深的感谢！

首先我要感谢的是导师宁宗军研究员。在博士三年多的学习研究阶段，宁老师指引我进入太阳物理研究的大门，将我带到了神秘、精彩而又充满挑战的太阳物理的研究世界。宁老师学问宏博，识见通达，胸襟宽广，无论是治学还是为人处世，都素为我敬仰。他对学生要求严格，循循善诱，殷切关怀，让我终生难忘。如果没有宁老师的悉心指导，要顺利完成这篇论文是很难想象的。在此，谨向宁老师致以诚挚的谢意！

同时，我还要感谢另一位导师季海生研究员。季老师治学严谨，见识广阔，胸襟宽广，在学习上给了我很大的关心和帮助，让我获益良多。他对学生关怀备至，严格要求，使我进步迅速。在此，也向季老师致以诚挚的谢意！

我同样还要深深感谢另一位合作导师Innes Davina博士。在攻读博士学位期间，我有幸得到了去德国马普太阳系研究所交流学习的机会。在德国联合培养的导师正是Innes Davina博士。Davina博士是国际顶尖的太阳物理研究领域的专家，她待人和蔼可亲。我在德国学习交流期间有幸得到了她的指导，让我对太阳物理的研究有了新的认识，对我今后的学习和研究起了很大的促进作用。在此也真诚的感谢Davina博士。

在攻读博士研究生期间，我还有幸得到了紫金山天文台黄光力研究员、甘为群研究员、黎辉研究员、李友平研究员、刘四明研究员、宿英娜研究员的教诲，以及南大方成院士、丁明德教授、陈鹏飞教授的讨论指导，他们对我的学业提供了宝贵的建议。同时我还要感谢给予我帮助的各位老师，他们有人教处的吕静老师、金璐老师和徐晓燕老师、图书馆的石喜阳老师。在德国马普交流学习的一年中也得到了那边许多老师和同学的帮助，他们有Hardi Peter教授、Sami Solanki教授、Werner Curdt教授等，以及Sonja Schuh老师、Petra Fahlbusch老师、Ines Dominitzki老师、Rudolph Claudia老师等，此外还有在德国马普交流合作的李乐平、陈枫、郭荔佳、陈乃华、魏勇、李坤、余思

捷、高博、田雨、罗浩、韩秀红、闫丽梅等博士，在此一并致谢。

在三年多的学习期间，我们组的张延安、孟璇、宋其武、黄宇、周团辉、李建平、张擎旻、沈金花、帕力旦木·阿西木、杨煦，汪亚，洪振翔，李尚伟等老师同学，太阳高能组的封莉、陈维、杜秋生、李敬伟、赵洁、周晓伟、张平、卢磊、赵小舟等老师同学，太阳离子体组的杨磊、赵金松、陈玲、唐建飞、许磊、赵国清、向梁等老师同学，南大的郭洋、程鑫，李瑛、郝奇，孙建清等老师同学，在研究生学习期间的龚龔、侯永刚、李彬、王亮、吴诗伟、鲁同所、刘洁、常江、李绍亮、张逸平、卢涛、朱晓军、郭可欣、王晓丽、李升、魏俊杰、姚明、胡波、罗煜等同学在学习和工作中对我的帮助，在这里一并表示感谢。

最后要深深感谢我的家人和亲戚朋友给予的鼓励和帮助！