

# شناسایی نمایه‌های طیفی نامتقارن در ناحیه‌گذار خورشید

راضیه حسینی، دانشجوی دکتری، گروه فیزیک، دانشگاه زنجان، زنجان، ایران

حسین صفری، استاد، گروه فیزیک، دانشگاه زنجان، زنجان، ایران

Razieh Hosseini, PhD. Candidate, Department of Physics, University of Zanjan, Zanjan, Iran

Hossein Safari, Professor, Department of Physics, University of Zanjan, Zanjan, Iran

## چکیده

شناخت نقش فرآیندهای مختلف برای درک گرمایش پلاسما تا میلیون‌ها درجه در ناحیه‌گذار و تاج خورشید بسیار مهم است. بر این اساس ما به بررسی نمایه‌های طیفی نامتقارن در ناحیه‌گذار خورشید می‌پردازیم. روش شناسایی این عدم تقارن‌ها بر اساس برازش الگوهای تک-دو گاوسی است. داده‌های طیفی مورد استفاده در این تحقیق توسط طیف‌نگار تصویربرداری ناحیه رابط (آیریس) در ۱۴ اکتبر ۲۰۱۵ در طول موج ۱۳۹۴ آنگستروم Si IV ثبت شده است. با بررسی بیش از ۱۰۳۰۰۰ طیف ناحیه‌گذار، با پرآورد سه شرط تجربی، ۱۵۹۸ نمایه نامتقارن با عدم تقارن یک سمتی یا دوسمتی یافت شد. در این پژوهش سه شرط تجربی پرآورد عدم تقارن در طیف معرفی می‌شود: (۱) مقدار معناداری برازش الگوی تک گاوسی بیشتر از یک، (۲) حداقل شدت دو مولفه (قله اول و دوم در نمایه طیف) بیشتر از ۲۰ DN (تعداد فوتون‌های رسیده در قله نمایه طیف) و (۳) فاصله مراکز دو مولفه طیف در مقیاس سرعت بیشتر از ۲۰ کیلومتر بر ثانیه. بیشترین تعداد نمایه‌های نامتقارن مربوط به نمایه‌ای با یک مولفه در سمت آبی آن است. کمترین تعداد را نمایه‌هایی ناسازگار با هر دو الگوی برازش تک و دو گاوسی (نمایه‌هایی با دو بال) در اختیار دارند. ما نشان دادیم که موقعیت نمایه‌های نامتقارن روی نواحی با چگالی بالای شار مغناطیسی در اچ‌ام‌آی (ابزار مغناطیس‌نگار خورشیدی بر روی رصدخانه دینامیک خورشیدی اس‌دی‌او است) و همچنین نواحی شبه شبکه‌ای روشن در مقیاس بزرگ در تصویر رستر ۱۳۳۰ آنگستروم متمرکز است، که نشان‌دهنده‌ی سازوکارهای مغناطیسی در بروز عدم تقارن طیف ناحیه‌گذار است.

واژه‌های کلیدی: خورشید، ناحیه‌گذار، نمایه‌های طیفی نامتقارن.

دمای جو خورشید از ۵۰۰۰ کلوین تا میلیون‌ها کلوین متغیر است. درجه حرارت به شدت از فام سپهر<sup>۱</sup> تا تاج<sup>۲</sup> در ناحیه گذار<sup>۳</sup> افزایش می‌یابد. جو خورشیدی تا هورسپهر<sup>۴</sup> امتداد دارد و باد خورشیدی را به جریان می‌اندازد. کاملاً بدیهی است که میدان مغناطیسی خورشید، تاج آن را کنترل می‌کند، بنابراین درک نقش فرآیندهای فیزیکی مختلف (به عنوان مثال بازاتصال مغناطیسی، امواج) در دینامیک تاج برای درک گرمایش پلازما تا میلیون‌ها درجه بسیار مهم است (پارکر، ۱۹۷۲؛ پارنل و د مورتل، ۲۰۱۲). تاج خورشیدی، شامل حفره‌های تاجی<sup>۵</sup>، خورشید آرام<sup>۶</sup>، و نواحی فعال<sup>۷</sup> توسط ابزارهای فضایی مختلف مانند رصدخانه خورشیدی و هورسپهر<sup>۸</sup> (SOHO)، هینوده (Hinode)، رصدخانه دینامیک خورشیدی<sup>۹</sup> (SDO) در طول موج‌های اشعه ایکس (X-ray)، فرابنفش فرین<sup>۱۰</sup> و فرابنفش<sup>۱۱</sup> قابل مشاهده است. حفره تاجی یک ناحیه تاریک در جو فوقانی خورشید است که به طور موقت در مناطق قطبی و استوایی رخ می‌دهد. در دمای تاج، تابش خورشید آرام و نواحی فعال به طور قابل توجهی بیشتر از حفره‌های تاجی است (والدمیر، ۱۹۷۵؛ کرنر، ۲۰۰۹). طیف‌سنجی تجزیه و تحلیل دقیق‌تری از نمایه‌های خط تابشی برای مطالعه ویژگی‌های پلاسمای تاجی (دینامیک و رفتار حرارتی) ارائه می‌دهد (پتر، ۲۰۱۰) و برای بررسی خواص پلازما در ناحیه گذار مفید است. خطوط تابش تاجی شواهدی برای تحول میدان مغناطیسی و ساختارهای دمایی پلاسمای حفره تاجی و خورشید آرام هستند (ویگلن و سلاتکی، ۲۰۰۴). این نمایه‌های خطی که در پلاسمای تاج خورشیدی تشکیل می‌شوند، اطلاعاتی را در مورد دینامیک و فرآیندهای گرمایش نشان می‌دهند (پتر، ۲۰۱۰). اکثر نمایه‌های خط بر اساس یک نمایه تک گاوسی به خوبی مدل‌سازی می‌شوند. همچنین، برخی از خطوط طیفی به دلیل یک هسته باریک و یک مولفه پهن (حدود ۱۰ تا ۲۰ درصد از تابش کل)، که مشخصه عدم تقارن خط است، از یک مدل تک گاوسی منحرف می‌شوند. تلاش‌های متعددی برای بررسی عدم تقارن‌های خطوط ناحیه تاجی و گذار به کار گرفته شده است (کلدسمو و نیکلاس، ۱۹۷۷؛ ویلهلم و همکاران، ۱۹۹۵؛ کولهن و همکاران ۲۰۰۰؛ پتر ۲۰۰۱؛ هارا و همکاران، ۲۰۰۸؛ مکینتاش و دپنتو ۲۰۰۹ الف، ب؛ پتر، ۲۰۱۰). دپنتو و همکاران (۲۰۰۹) مشاهده کردند که ۵ تا ۱۰ درصد نمایه‌های خط طیفی، در خورشید آرام و حفره تاجی عدم تقارن در سمت آبی دارند. عدم تقارن پایدار سمت آبی برای خطوط تشکیل شده در دماهای  $10^4 \times 7$  کلوین تا  $10^6 \times 2$  کلوین و سرعت‌های ۵۰ تا ۱۵۰ کیلومتر بر ثانیه، شناسایی شد (مکینتاش و دپنتو، ۲۰۰۹ الف؛ پتر، ۲۰۱۰). همچنین حسینی و همکاران (۲۰۲۴) و چن و همکاران (۲۰۱۹) نشان دادند که برخی از نمایه‌های طیفی ناحیه گذار در خورشید آرام و حفره تاجی از الگوی برازش تک گاوسی انحراف دارند. نمایه‌های خط طیفی نامتقارن جزییات زیادی را در مورد ویژگی‌های پلاسمای مولد در امتداد خط دید نشان می‌دهد. برهم‌نهی نمایه‌ها با سرعت‌ها و یا پهناهای مختلف ناشی از تغییرات سرعت یا دما از منابع تابش در امتداد خط دید می‌تواند منجر به عدم تقارن شود. عدم تقارن خطوط طیفی با موارد مشاهده شده، به عنوان مثال، با ابزار آیس (EIS) رصدخانه فضایی هینوده، و مدل‌های سه

<sup>۱</sup> Chromosphere

<sup>۲</sup> Corona

<sup>۳</sup> Transition region

<sup>۴</sup> Heliosphere

<sup>۵</sup> Coronal Hole

<sup>۶</sup> Quiet Sun

<sup>۷</sup> Active Regions

<sup>۸</sup> Solar and Heliospheric Observatory

<sup>۹</sup> Solar Dynamics Observatory

<sup>۱۰</sup> Extreme Ultraviolet

<sup>۱۱</sup> Ultraviolet

بعدی تایید شده است (مارتینز-سایکورا و همکاران، ۲۰۱۱). هارا و همکاران (۲۰۰۸) از مشاهدات آیس استفاده و عدم تقارن خطوط را در سمت آبی‌شان مشاهده کردند. این عدم تقارن در نمایه‌های خط ممکن است نشان دهنده بازاتصال‌های خطوط میدان مغناطیسی در مقیاس کوچک باشد (پاتسوراکس و کلیمچاک، ۲۰۰۶؛ کلیمچاک، ۲۰۰۶). عدم تقارن خطوط ممکن است توسط پلاسماهای خروجی نیز ایجاد شود (ساکاو و همکاران، ۲۰۰۷؛ دل زانا، ۲۰۰۸؛ هاررا و همکاران، ۲۰۰۸؛ کو و همکاران، ۲۰۰۹؛ بروکس و وارن، ۲۰۰۹). دلایل دیگری، مانند اثرات ابزاری، توزیع نامتقارن سرعت یون‌ها، گرمایش و انتقال جرم از نواحی فعال، دلایل اصلی عدم تقارن‌های نمایه‌های خط طیفی هستند (پتر، ۲۰۱۰).

## ۲. تحلیل داده

ما از داده‌های مشاهداتی طیف‌سنج تصویربرداری ناحیه رابط<sup>۱۲</sup> (IRIS، دپنتو و همکاران، ۲۰۱۴) و داده‌های مشاهداتی هم‌فضا-هم‌زمان رصدخانه دینامیک خورشیدی / مجموعه تصویربرداری جو<sup>۱۳</sup> (AIA، بئرر و همکاران، ۲۰۱۲) و تصویرگر لرزه‌شناسی و مغناطیسی<sup>۱۴</sup> (HMI، شرر و همکاران، ۲۰۱۲) استفاده می‌کنیم. آیریس مشاهدات طیف‌سنجی و تصویربرداری با وضوح بالا از مناطق مختلف جو خورشیدی را ارائه می‌کند. تصاویر در فرابنفش نزدیک<sup>۱۵</sup> ۲۷۹۶ آنگستروم (Å) و فرابنفش دور ۱۳۳۰ آنگستروم با اندازه سلول ۰/۱۶ ثانیه قوسی (Arcsecond) و آهنگ تقریباً ۶۳ ثانیه توسط آیریس / اس‌جی‌آی (IRIS/SJI) ثبت می‌شوند. آیریس طیف‌ها را در سه باند مختلف از طول موج، از جمله ۱۳۳۲ تا ۱۳۵۸ آنگستروم (گستره‌ی ۱، فرابنفش دور)، ۱۳۸۹ تا ۱۴۰۷ آنگستروم (گستره‌ی ۲، فرابنفش دور) و ۲۷۸۳ تا ۲۸۵۱ آنگستروم جمع‌آوری می‌کند. وضوح طیفی موثر آیریس برای فرابنفش دور ۲۶ میلی آنگستروم و برای فرابنفش نزدیک ۵۳ میلی آنگستروم است. گستره‌ی فرابنفش دور آیریس دو خط ناحیه گذار، یعنی Si IV در طول موج ۱۳۹۴ و ۱۴۰۳ آنگستروم را شامل می‌شود. در تحلیل حاضر از Si IV قوی در طول موج ۱۳۹۴ آنگستروم استفاده شده است. مجموعه تصویربرداری جو (ای‌آی‌ای) از هشت گستره‌ی عبور جداگانه‌ی حساس به پلاسما با دماهای مختلف برای بررسی جو خورشید در طول موج فرابنفش و فرابنفش فرین (به عنوان مثال، ۱۶۰۰، ۱۷۰۰، ۳۰۴، ۱۷۱، ۱۹۳، ۲۱۱، ۳۳۵، ۹۴ آنگستروم) استفاده می‌کند (لمن و همکاران ۲۰۱۲). آهنگ زمانی به ترتیب برای صافی‌های فرابنفش فرین و فرابنفش ۱۲ و ۲۴ ثانیه است. اندازه‌ی هر سلول تصاویر ای‌آی‌ای ۰/۶ ثانیه قوسی است. تصویرگر لرزه‌شناسی و مغناطیسی (اچ‌ام‌آی) انواع مختلفی از مشاهدات؛ به عنوان مثال: مغناطیس-نگاشت (Magnetogram) راستای دید، شیب میدان مغناطیسی، مشاهدات پیوستار، داپلرنگاشت (Dopplergram) و غیره را ارائه می‌دهد. در اینجا از مغناطیس‌نگاشت‌های راستای دید با آهنگ ۴۵ ثانیه و اندازه‌ی سلول ۰/۵ ثانیه قوسی استفاده می‌کنیم. در اینجا، ما بر تجزیه و تحلیل دقیق مجموعه داده‌ای آیریس تمرکز می‌کنیم که از ساعت UT ۰۷:۱۱ تا UT ۳۷:۱۴ در ۱۴ اکتبر ۲۰۱۵ مشاهده شده است. این داده در طول و عرض  $\pm 60^\circ$  خورشیدی قرار دارد. تصویر ۱۶۰۰ آنگستروم ای‌آی‌ای برای هم‌ترازی مشاهدات

<sup>۱۲</sup> Interface Region Imaging Spectrograph

<sup>۱۳</sup> Atmospheric Imaging Assembly

<sup>۱۴</sup> Helioseismic and Magnetic Imager

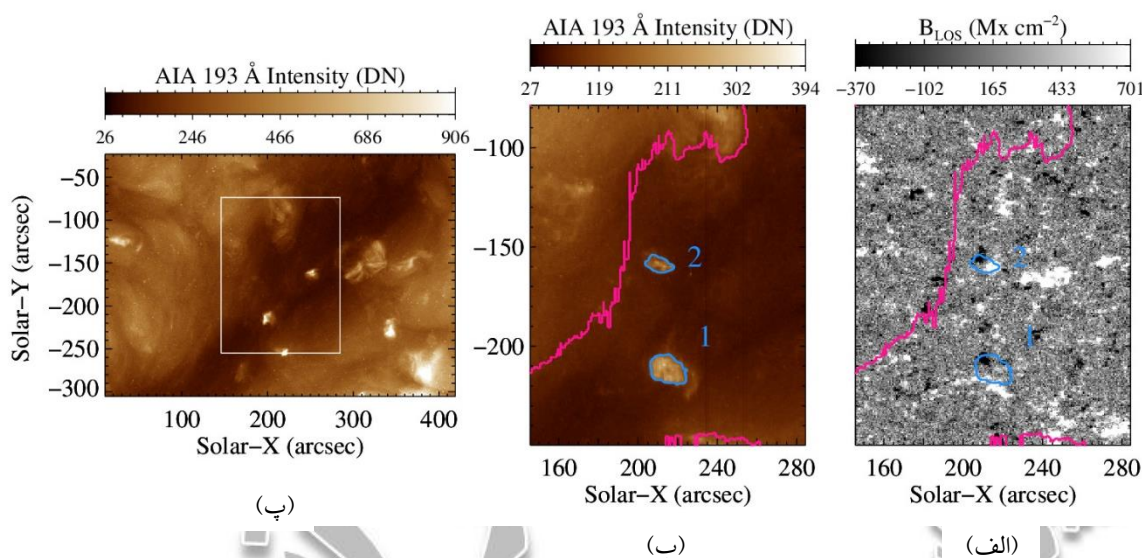
<sup>۱۵</sup> Near Ultraviolet

آیریس، ای آی ای و اچام آی استفاده می شود. ما از تصاویر ۱۷۱، ۱۹۳ و ۲۱۱ آنگستروم برای تشخیص مرزهای حفره تاجی و خورشید آرام استفاده می کنیم. صافی ۱۹۳ آنگستروم تابش از تاج خورشیدی (یعنی در دماهای بالا) را ثبت می کند و می دانیم که خورشید آرام و حفره تاجی به راحتی در دمای تاج قابل تشخیص هستند. ما از مکعب های داده ای ای آی ای همراه با داده ای آیریس و برش های اچام آی مربوطه برای نمایش ویژگی های تاجی و ساختار مغناطیسی هم فضا-هم زمان با میدان دید رستر آیریس استفاده کردیم. ابتدا، ما رستر ای آی ای (۱۹۳ آنگستروم) و اچام آی را بر اساس موقعیت زمانی و مکانی شکاف های آیریس تولید می کنیم. یک صافی از ای آی ای (یعنی ۱۶۰۰ آنگستروم) و صافی دیگری از آیریس (یعنی ۱۳۳۰ آنگستروم اس جی آی) تابش را از یک ناحیه یکسان از جو خورشید ثبت می کنند. از این رو، این دو صافی برای هم تراز کردن مشاهدات آیریس و ای آی ای ایده آل اند. ما اندازه ی هر سلول تصویر رستر ۱۳۳۰ آنگستروم را به اندازه ی سلول رستر ۱۶۰۰ آنگستروم تغییر می دهیم و سپس اختلاف بین این دو تصویر رستر را محاسبه کردیم. در نهایت، تصویر رستر ۱۶۰۰ آنگستروم ای آی ای را با ۱۳۳۰ آنگستروم آیریس با اعمال اختلاف تخمین زده شده روی تصویر ۱۶۰۰ آنگستروم، هم تراز می کنیم. علاوه بر این، ما از همان اختلاف برای هم تراز رستر ۱۹۳ آنگستروم و اچام آی با طیف های آیریس استفاده می کنیم. پنجره ی الف شکل (۱) تصویر رستر اچام آی و پنجره ی ب تصویر رستر شدت ۱۹۳ آنگستروم متناسب با میدان دید داده ی مذکور را نشان می دهند. علاوه بر این، پنجره پ شکل (۱) تصویر شدت ۱۹۳ آنگستروم ای آی ای در ثانیه قوسی همراه با کادر سفید متناظر با میدان دید آیریس برای داده ی مورد نظر ارائه می دهد. ما برخی مناطق تاریک و روشن را در تصویر ۱۹۳ آنگستروم (پنجره ی ب در شکل (۱)) مشاهده می کنیم که به وضوح حفره تاجی (ناحیه تاریک) و ناحیه خورشید آرام را متمایز می کند. با این حال، ما نمی توانیم حفره تاجی و خورشید آرام را در رستر اچام آی (مغناطیس نگاشت ها) شناسایی کنیم، که عمدتاً تابش را از شید سپهر ثبت می کنند. به غیر از نواحی تاریک و روشن برخی مناطق فشرده و روشن (پنجره ی ب در شکل (۱)) را مشاهده می کنیم که به عنوان نقاط روشن (Bright Points) شناخته می شوند. در مرحله بعد مرز خورشید آرام و حفره تاجی را بر اساس مشاهدات ۱۹۳، ۱۷۱، ۲۱۱ آنگستروم ای آی ای تعیین می شود.

## ۲. شناسایی نواحی خورشید آرام، حفره تاجی و نقاط روشن

از روش های مختلفی می توان برای ترسیم مرز بین خورشید آرام و حفره تاجی استفاده کرد. حفره های تاجی نواحی تاریک تاج خورشید هستند که عمدتاً اطراف قطبین و گاهی در بخش های مرکزی نزدیک استوا ظاهر می شوند. حفره های تاجی عمدتاً نمایش نواحی با میدان های مغناطیسی بازاند که به عنوان کانال هایی برای انتقال پلاسما به صورت باد سریع خورشیدی با سرعت تقریباً ۸۰۰ کیلومتر بر ثانیه در نظر گرفته می شوند. آن ها با تابش های ضعیف نسبت به خورشید آرام در خطوط طیفی تشکیل شده در دمای تاج خورشید دیده می شوند (کریگر و همکاران، ۱۹۷۳؛ اینسلی و همکاران، ۱۹۹۵؛ ویلهم، ۲۰۰۰؛ استاکی و همکاران، ۲۰۰۲). لینکر و همکاران (۲۰۲۱) در اثری قابل توجه روش های مختلفی از جمله، چیمرا (CHIMERA؛ گارتن و همکاران، ۲۰۱۸) را مورد بحث قرار دادند. برای این منظور، از تصاویر قرص کامل خورشید در سه گستره ی ۱۷۱، ۱۹۳، ۲۱۱ آنگستروم ای آی ای در ۱۴ اکتبر ۲۰۱۵ از ساعت ۰۷:۱۱ UT تا ۱۴:۳۷ UT استفاده می کنیم. حفره های تاجی معمولاً در این سه باند عبور قابل مشاهده هستند. چیمرا یک الگوریتم تشخیص و استخراج خودکار حفره های تاجی بر اساس نسبت و بزرگی شدت ها در این سه طول موج است که مرزهای

حفره‌های تاجی را مشخص می‌کند (این مرزها در تارنمای [solarmonitor.org](http://solarmonitor.org) به طور مداوم قابل مشاهده هستند). یک کانتور (صورتی) رسم شده روی تصویر رستر ۱۹۳ آنگستروم ای‌آی‌ای و اچ‌ام‌آی مرز مستخرج حفره تاجی و خورشید آرام به روش چیمرا را نشان می‌دهد. (شکل ۱؛ پنجره‌های ب و الف). همانطور که قبلاً ذکر شد، ما برخی روشنایی‌های فشرده را در حفره تاجی داریم که به عنوان نقاط روشن شناخته می‌شوند. به صورت دستی مرز دو نقطه روشن در میدان دید را از طریق آستانه‌های شدت به دست آمده از آزمون‌ها و خطاها شناسایی می‌کنیم. آستانه شدت DN ۱۵۰ و ۱۲۰ برای مرز نقاط روشن ۱ و ۲ در حفره تاجی (کانتورهای آبی روشن) اعمال شده است.



شکل ۱. تصویر رستر اچ‌ام‌آی (الف)، تصویر رستر شدت ۱۹۳ آنگستروم (ب) و تصویر شدت ۱۹۳ آنگستروم در ثانیه قوسی (پ) برای مجموعه داده‌ای آیریس که از ساعت ۰۷:۱۱ UT تا ۰۷:۱۴ UT در ۱۴ اکتبر ۲۰۱۵ مشاهده شده است. میدان دید رستر آیریس با یک کادر سفید روی تصویر پنجره‌ی پ رسم شده است. کانتور صورتی مرز خورشید آرام و حفره تاجی را نشان می‌دهد. رنگ آبی نقاط روشن را نشان می‌دهد که با ۱ و ۲ مشخص شده‌اند.

### ۳. ماهیت نمایه‌های خط طیفی Si IV در طول موج ۱۳۹۴ آنگستروم: تک گاوسی - دو گاوسی

خطوط Si IV در طول موج ۱۳۹۴ آنگستروم در واقع در ناحیه گذار جو خورشید تشکیل می‌شوند و برخی از نمایه‌های این خط نامتقارن هستند یعنی دارای دو یا چند مولفه (قله) می‌باشند (پتر، ۲۰۰۰، ۲۰۰۱)؛ پتر و همکاران، ۲۰۰۶؛ کی‌شاپ و همکاران، ۲۰۱۸؛ میشر و همکاران، ۲۰۲۳). همانطور که پتر (۲۰۱۰) نشان داده است، نه تنها خطوط طیفی ناحیه گذار، بلکه خطوط طیفی تاجی نیز عدم تقارن را در نواحی فعال نشان می‌دهند. در اینجا، ما همچنین دریافتیم که برخی از نمایه‌های خط Si IV ۱۳۹۴ آنگستروم از گاوسی منفرد خارج شده‌اند و احتمالاً نمایه‌های گاوسی نامتقارن/دوگانه هستند. در مرحله اول، همه انواع نمایه‌های طیفی با گاوسی منفرد

(رابطه ۱) مطابق با ستون ب شکل (۲) برازش شدند. به طور سنتی نمایه‌ی طیفی در مقیاس سرعت به صورت زیر معرفی می‌شود (پتر، ۲۰۱۰)،

$$I_{Gauss} = \hat{I} \exp\left(-\frac{(v-v_D)^2}{2\sigma^2}\right), \quad v = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} c, \quad c = 3 \times 10^5 \text{ km/s} \quad (1)$$

که در اینجا طول موج در مقیاس سرعت‌های داپلری  $v$  ست (کیلومتر بر ثانیه)، و پارامترهای آزاد عبارت‌اند از حداکثر شدت نمایه تک گاوسی  $\hat{I}$  (DN)، موقعیت مرکز نمایه تک گاوسی  $v_D$  (کیلومتر بر ثانیه) و نیم‌پهنا تابع تک گاوسی،  $\sigma$  (کیلومتر بر ثانیه). سپس آن نمایه‌هایی که مقدار معناداری برازش‌شان با الگوی تک گاوسی ( $\chi^2$ ، رابطه ۳) بزرگ‌تر از یک بود با تابع دو گاوسی برازش شدند (به ستون الف شکل (۲) مراجعه کنید).

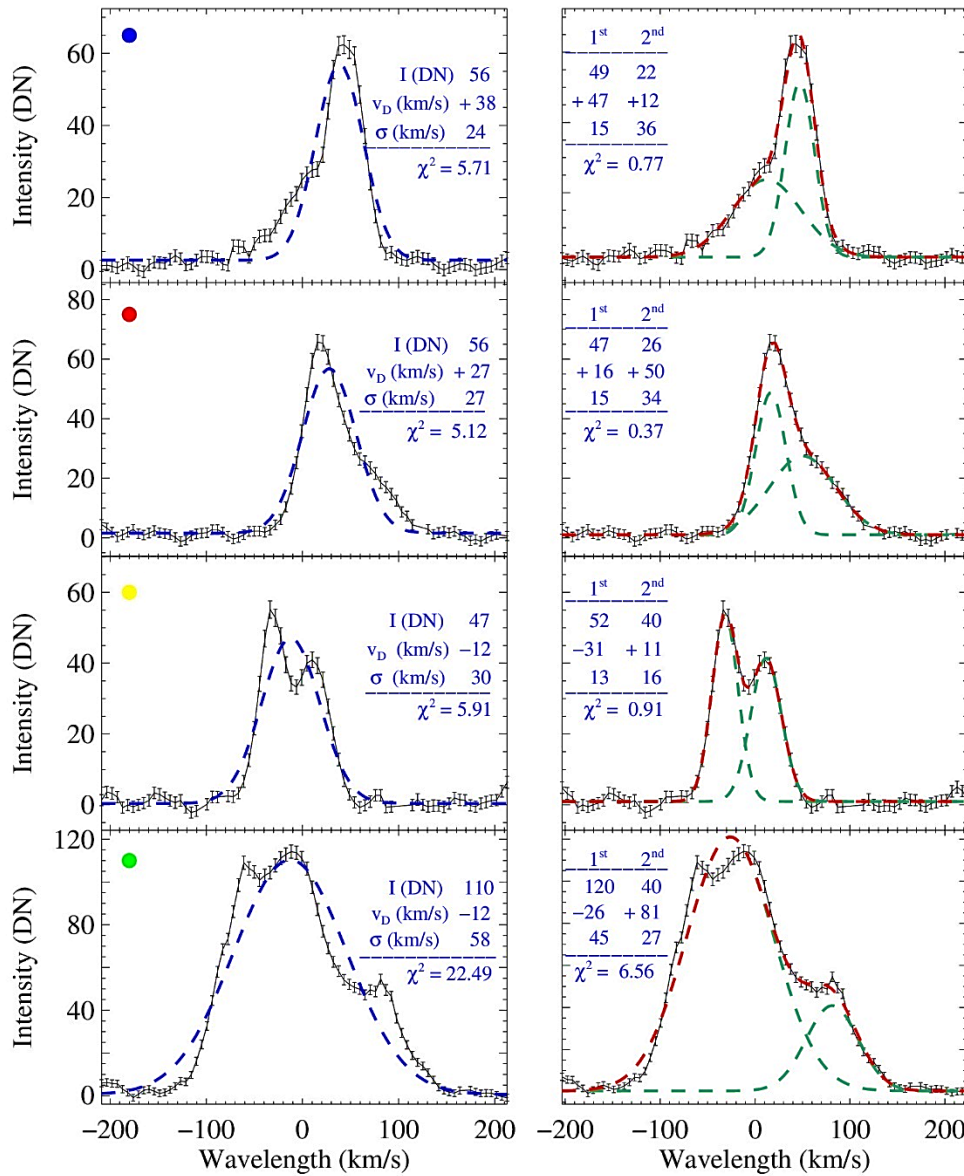
$$\chi_r^2 = \sum_{i=1}^N \frac{1}{N-f} \frac{d_i^2 - m(v_i)^2}{\sigma_i^2} \quad (2)$$

$d_i$  داده مشاهده‌ای (تابش طیفی) در موقعیت  $i$ ، مقدار الگوی برازش شده در انتقال داپلری  $v_i$  است.  $\sigma_i$  خطای اندازه‌گیری شده،  $N$  تعداد نقاط داده و  $f$  درجات آزادی الگوی برازش است که برای تک گاوسی ۴ و برای دو گاوسی ۷ درجه آزادی ست. نمایه‌هایی که مقدار معناداری برازش آن‌ها در الگوی تک گاوسی بیشتر از یک، حداقل شدت مولفه‌ی اول و دوم DN ۲۰ و فاصله مراکز مولفه‌ها بیشتر از ۲۰ کیلومتر بر ثانیه بود، به صورت بصری مورد بررسی قرار گرفتند. ۱۵۹۸ نمایه نامتقارن از مجموع ۱۰۳۰۰۰ نمایه طیفی شناسایی شدند. نمایه‌های نامتقارن به دست آمده در چهار گروه دسته بندی شدند. این چهار گروه با دایره‌های رنگی توپر در شکل (۲) (ستون ب) نشانه گذاری شده‌اند. شکل (۲) نمایه نامتقارن با بالی در سمت آبی (پنجره‌های سطر اول، دایره توپر آبی)، نمایه نامتقارن با بال قرمز (پنجره‌های سطر دوم، دایره توپر قرمز)، نمایه دارای دو قله واضح (پنجره‌های سطر سوم، دایره توپر زرد) و نمایه چندقله‌ای (پنجره‌های سطر آخر، دایره توپر سبز) را نشان می‌دهد.

ما پارامترهای طیف‌سنجی یعنی، قله شدت ( $I$  (DN))، سرعت داپلر محل قله ( $v_D$ ، کیلومتر بر ثانیه)، پهنا ( $\sigma$ ، کیلومتر بر ثانیه) و مقدار معناداری برازش ( $\chi^2$ ) برای برازش تک گاوسی و دو مولفه برازش دو گاوسی را در هر پنجره شکل (۲) ذکر کرده‌ایم. مرکز برازش با استفاده از طول موج مرجع به سرعت داپلر تبدیل می‌شود. برای تخمین طول موج مرجع Si IV ۱۳۹۴ آنگستروم داده‌ی مورد نظر، از روش خط طیفی سرد استفاده می‌کنیم. همانطور که توسط پتر و جاج (۱۹۹۹) توضیح داده شده است؛ می‌توان از خطوط سرد که در پلاسماهای متراکم تشکیل شده‌اند برای واسنجی طول موج مرجع استفاده کرد زیرا تغییرات نظامند بسیار کمی دارند. به عنوان مثال هاسلر و همکاران (۱۹۹۱) با مقایسه خطوط خورشیدی با خطوط یک لامپ واسنجی ثابت، تغییر مطلق Si II در طول موج ۱۵۳۳ آنگستروم را  $\pm 0.1/2$  کیلومتر بر ثانیه یافتند. از طرف دیگر انتظار می‌رود که طول موج مرجع خطوط طیفی مربوط به گذار اتم‌های خنثی یا اتم‌های یک‌بار یونیزه

نزدیک به حالت سکون باشد (هاسلر و همکاران، ۱۹۹۱). خط سرد مورد استفاده در این پژوهش ۱۴۰۵/۶۱ Fe II آنگستروم است. ما مراحل زیر را برای تعیین طول موج مرجع ۱۴۰۵/۶۱ Fe II آنگستروم اعمال می کنیم:

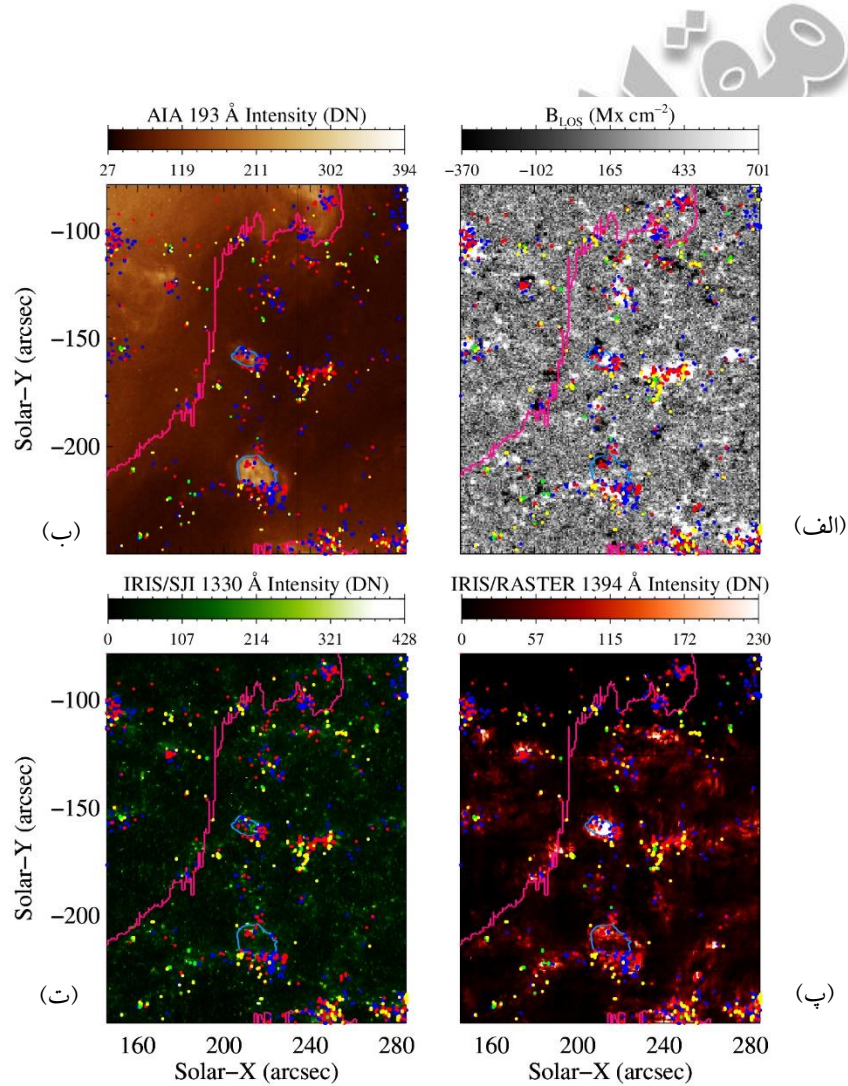
- ابتدا یک ناحیه آرام (یک کادر ۱۰ در ۱۰ سلولی) در خورشید آرام را انتخاب می کنیم.
- طیف های درون این کادر را میانگین می گیریم تا طیف میانگین را بدست آوریم. برای تعیین مرکز نمایه، یک گاوسی منفرد را به طیف میانگین برازش می کنیم. طول موج مرکز نمایه ۱۴۰۵/۵۹ آنگستروم به دست می آید.



(الف)

(ب)

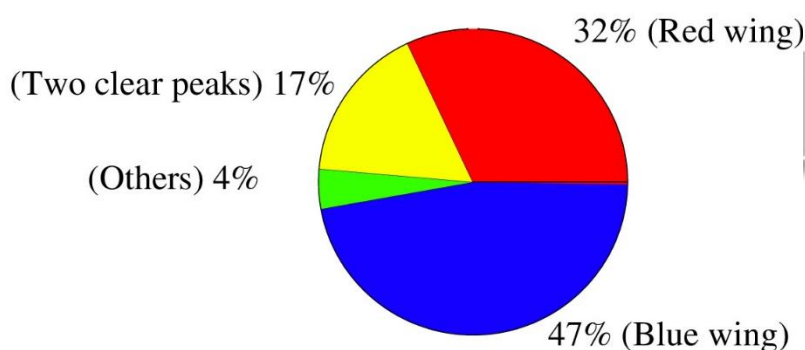
شکل ۲. برازش نمایه‌های طیفی با الگوی تک گاوسی (ستون ب)، الگوی دو گاوسی (ستون الف). چهار گروه از نمایه‌های طیفی نامتقارن نمایش داده شده است. سطر اول نمایه‌ای با بال آبی، سطر دوم نمایه‌ای با بال قرمز، سطر سوم نمایه‌ای با دو قله واضح و سطر چهارم نمایه‌ای ناسازگار با هر دو الگوی برازش. دایره‌های رنگی توپر در سمت چپ پنجره‌های ستون ب نشانه‌ای برای نمایش موقعیت نوع نمایه مورد نظر در شکل (۳) است. پارامترهای طیف‌سنجی یعنی، قله شدت ( $I(DN)$ )، سرعت داپلر محل قله ( $v_D$ ، کیلومتر بر ثانیه)، پهنا ( $\sigma$ ، کیلومتر بر ثانیه) و مقدار معناداری برازش ( $\chi^2$ ) برای برازش تک گاوسی و دو مولفه برازش دو گاوسی را در هر پنجره درج شده است.



شکل ۳. موقعیت‌یابی نمایه‌های نامتقارن بر روی رستر اجام‌آی (پنجره‌ی الف) و ۱۹۳ آنگستروم (پنجره‌ی ب)، آیریس/رستر ۱۳۹۴ آنگستروم (پنجره‌ی پ)، آیریس/اس‌جی‌آی ۱۳۳۰ آنگستروم (پنجره‌ی ت). کانتور صورتی مرز بین حفره تاجی و خورشید آرام را در این داده مشخص می‌کند. با توجه به رستر ۱۹۳ آنگستروم، در بالای این کانتور ناحیه خورشید آرام و در پایین آن حفره تاجی قرار دارد. آبی روشن نقاط روشن را نشان می‌دهد که با ۱ و ۲ در شکل (۱) مشخص شده‌اند.



تفاوت بین مرکز مشاهده شده و طول موج استاندارد Fe II ۰/۰۲ آنگستروم (۱۴۰۵/۵۹=۰/۰۲-۱۴۰۵/۶۱) است. با استفاده از تصحیح ۰/۰۲ آنگستروم به دست آمده توسط مراحل فوق، طول موج مرجع Si IV ۱۳۹۳/۷۵ آنگستروم برای داده‌ی ما، ۱۳۹۳/۷۳ آنگستروم برآورد می‌شود.



شکل ۴. نمودار دایره‌ای درصد فراوانی هر گروه از نمایه‌های طیفی نامتقارن را نشان می‌دهد. رنگ آبی نمایه‌های دارای بال آبی، رنگ قرمز نمایه‌های با بال قرمز، رنگ زرد نمایه‌های دارای دو پیک واضح و رنگ سبز نمایه‌هایی را نشان می‌دهد که با هر دو الگوی برازش تک و دو گاوسی سازگار نیستند.

همانطور که در شکل (۲) نشان داده شده است، برازش تک گاوسی به طور واضحی از نمایه‌های خط منحرف می‌شود، بنابراین  $\chi^2$  در ستون ب بزرگ‌تر از یک است. برعکس، گاوسی دو تایی به خوبی برازش می‌شود (شکل ۲، ستون الف)، زیرا  $\chi^2$  به جز پنجره پایین سمت راست که نمایه چند قله‌ای است، برای بقیه نمایه‌ها کمتر از یک است. مطابق شکل (۳) این چهار گروه از نمایه‌ها با دایره‌های توپر با ترتیب رنگی آبی، قرمز، زرد و سبز روی رسترهای حاصل از تصاویر ۱۹۳ آنگستروم ای‌ای، اچ‌ام‌آی، آیریس/اس‌جی‌آی ۱۳۳۰ آنگستروم و آیریس/رستر ۱۳۹۴ آنگستروم موقعیت‌یابی شدند. همانطور که از شکل پیداست عدم تقارن‌ها روی نواحی با چگالی بالای شار مغناطیسی متمرکز شده‌اند. در تصویر رستر ۱۳۳۰ آنگستروم دیده می‌شود که اکثر نمایه‌های نامتقارن در نواحی شبه شبکه‌ای در مقیاس بزرگ رخ داده‌اند. نواحی روشن این رستر ممکن است مسیرهای شبکه را نشان دهند (چن و همکاران، ۲۰۱۹). نمودار دایره‌ای شکل (۴) درصد فراوانی هر گروه از نمایه‌های نامتقارن معرفی شده را نشان می‌دهد. بیشترین (۴۷ درصد) و کمترین (۴ درصد) فراوانی را به ترتیب نمایه‌های دارای بال آبی و نمایه‌های ناسازگار با هر دو الگوی برازش تک و دو گاوسی دارند. فراوانی نمایه‌های با بال قرمز، ۱۵ درصد از نمایه‌های با بال آبی کمتر (۳۲ درصد) است. نمایه‌های با دو پیک واضح فقط ۱۷ درصد را به خود اختصاص داده‌اند.

#### ۴. بحث و نتیجه گیری

نمایه‌های خط طیفی نامتقارن جزئیات زیادی را در مورد ویژگی‌های پلاسمای مولد در امتداد خط دید نشان می‌دهد. برهم‌نهی نمایه‌ها با سرعت‌ها و با پهنای مختلف ناشی از تغییرات سرعت یا دما از منابع تابش در امتداد خط دید می‌تواند منجر به عدم تقارن شود. ساز و کارهای ناشی از انتشار امواج (امواج صوتی، آلفونی، مغناطوهیدرودینامیک و غیره) و بازاتصال میدان مغناطیسی با آزاد کردن انرژی از عوامل مهم تغییرات سرعت و دما در پلاسمای ناهمگن جو خورشید هستند (صبری و همکاران، ۲۰۱۹، ۲۰۲۲، ۲۰۲۳). برای بررسی عدم تقارن نمایه‌های طیفی در ناحیه گذار از یک رستر آیریس با میدان دید  $174 \times 141$  ثانیه قوسی استفاده شد که از ساعت UT ۱۱:۰۷ تا UT ۱۴:۳۷ در ۱۴ اکتبر ۲۰۱۵ مشاهده شده است. الگوهای تک و دو گاوسی بر نمایه‌های طیفی رستر برازش شد و نتایج زیر به دست آمدند:

- با سه شرط شناسایی نمایه‌های نامتقارن: (۱) مقدار معناداری برازش الگوی تک گاوسی بیشتر از یک، (۲) حداقل شدت دو مولفه بیشتر از ۲۰ DN و (۳) فاصله مراکز دو مولفه بیشتر از ۲۰ کیلومتر بر ثانیه، ۱۵۹۸ نمایه نامتقارن از مجموع ۱۰۳۰۰۰ نمایه یافت شد. بیشترین تعداد نمایه‌های نامتقارن مربوط به نمایه‌ای با یک مولفه در سمت آبی آن است. کمترین تعداد را نمایه‌هایی ناسازگار با هر دو الگوی برازش تک و دو گاوسی (نمایه‌هایی با دو بال) در اختیار دارند.
- موقعیت نمایه‌های نامتقارن روی نواحی با چگالی بالای شار مغناطیسی در اچ‌ام‌آی و همچنین نواحی شبه شبکه‌ای روشن در مقیاس بزرگ در تصویر رستر ۱۳۳۰ آنگستروم متمرکز است.

رستر اچ‌ام‌آی در شکل (۳) نشان می‌دهد که نمایه‌های نامتقارن روی نواحی با چگالی بالای شار مغناطیسی متمرکز شده‌اند. این بیان می‌کند که عدم تقارن می‌تواند ناشی از تحول میدان مغناطیسی و در نتیجه بازاتصال مغناطیسی باشد. بازاتصال در مرز حفره تاجی و خورشید آرام با توجه به کانتور صورتی و همچنین نقاط روشن ۱ و ۲ در شکل (۱) و (۳)، می‌تواند ناشی از بازاتصال خطوط میدان مغناطیسی باز حفره تاجی با حلقه‌های بسته خورشید آرام و نقاط روشن باشد. از طرف دیگر این رویداد در خورشید می‌تواند حاصل بازاتصال حلقه‌های بسته میدان مغناطیسی با یکدیگر باشد (آپندران و تری‌پاتی، ۲۰۲۲). در تصویر رستر ۱۳۳۰ آنگستروم (شکل ۳، ت) دیده می‌شود که اکثر نمایه‌های نامتقارن در نواحی شبه شبکه‌ای روشن در مقیاس بزرگ قرار دارند. نواحی شبه شبکه‌ای روشن در مقیاس بزرگ در تصویر رستر ۱۳۳۰ آنگستروم مناطق شبکه هستند (به عنوان مثال چن و همکاران ۲۰۱۹). علاوه بر این، شبکه‌ها با نواحی شار مغناطیسی مترکم در رستر اچ‌ام‌آی متناظر هستند (حسینی و همکاران، ۲۰۲۴). نمایه‌های گروه اول با یک بال آبی می‌توانند ناشی از بازاتصال در ارتفاع پایین‌تر از ارتفاع تشکیل Si IV ۱۳۹۴ آنگستروم باشند و بر روی جت‌های شبکه و به دور از نقاط پای جت تشکیل شوند. این‌ها مربوط به انتشار رو به بالای جت‌ها هستند. نمایه‌های گروه دوم با یک بال قرمز عمدتاً در اطراف نقاط پای جت‌های شبکه تشکیل می‌شوند و احتمالاً مربوط به جریان‌های رو به پایین ناشی از جریان‌های خروجی بازاتصال مغناطیسی در ارتفاع بالاتر از ارتفاع تشکیل Si IV ۱۳۹۴

آنگستروم هستند. نمایه‌های دوپیک واضح در گروه سوم و دارای دو بال در گروه چهارم می‌توانند در نقاط پای یک جت شبکه یا روشنایی‌های فشرده‌ی گذرا شکل بگیرند. مکان‌های تشکیل این نمایه‌ها احتمالاً محل بازاتصال مغناطیسی را مشخص می‌کنند. بنابراین در اثر جریان‌های دو طرفه ناشی از بازاتصال یا حرکت‌های پلاسموئیدی در صفحات جریان بازاتصال ایجاد می‌شوند (چن و همکاران، ۲۰۱۹؛ صبری و همکاران، ۲۰۲۰؛ آپندران و تری پاتی، ۲۰۲۲).

## مراجع

Parker E. N. (1972). Topological dissipation and the small-scale fields in turbulent gases. *Astrophysical Journal*, 174, 499.

Parnell, C. E., & De Moortel, I. (2012). A contemporary view of coronal heating. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 370, 3217.

Waldmeier, M. (1975). The coronal hole at the 7 march 1970 solar eclipse. *Solar Physics*, 40, 351.

Cranmer, S. R. (2009). Coronal Holes. *Solar Physics*, 6, 3.

Peter, H. (2010). Asymmetries of solar coronal extreme ultraviolet emission lines. *Astronomy & Astrophysics*, 521, A51.

Peter, H., & Judge, P. G. (1999). On the Doppler shifts of solar ultraviolet emission lines. *Astrophysical Journal*, 522, 1148.

Hassler, Donald M., Rottman, Gary J., Orrall, Frank Q. (1991). Systematic radial flows in the chromosphere, transition region, and corona of the quiet Sun. *Astrophysical Journal*, 372, 710.

Wiegelmann, T., & Solanki, S. K. (2004). Why are coronal holes indistinguishable from the quiet Sun in transition region radiation?. *SOHO 15 Coronal Heating*, 575, 35.

Kjeldseth, Moe O., & Nicolas, K. R. (1977). Emission measures, electron densities, and nonthermal velocities from optically thin UV lines near a quiet solar limb. *Astrophysical Journal*, 211, 579.

Wilhelm, K., Curdt, W., Marsch, E., Schuhle, U., Lemaire P., Gabriel, A., & Vial, J. C. (1995). SUMER - solar ultraviolet measurements of emitted radiation. *Solar Physics*, 162, 189.

Culhane, J. L., Korendyke, Clarence M., Watanabe, Tetsuya, & Doschek, George A. (2000). Extreme-ultraviolet imaging spectrometer designed for the Japanese Solar-B satellite. *Instrumentation for UV/EUV Astronomy and Solar Missions*, 4139, 294.

Peter, H. (2001). On the nature of the transition region from the chromosphere to the corona of the Sun. *Astronomy & Astrophysics*, 374, 1108.

Hara, H., Watanabe, Tetsuya, Harra, Louise K., Culhane, J. Leonard, Young, Peter R., Mariska, John T., & Doschek, George A. (2008). Coronal plasma motions near footpoints of active region loops revealed from spectroscopic observations with Hinode EIS. *Astrophysical Journal Letters*, 678, L67.

McIntosh, S. W., & De Pontieu, B. (2009a). Observing episodic coronal heating events rooted in chromospheric activity. *Astrophysical Journal*, 706, L80.

McIntosh, S. W., & De Pontieu, B. (2009b). High-speed transition region and coronal upflows in the quiet Sun. *Astrophysical Journal*, 707, 542.

- Hosseini, R., Kayshap, P., Alipour, N., Safari, H., (2024), Asymmetry of the spectral lines of the coronal hole and quiet Sun in the transition region, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, doi: 10.1093/mnras/stae356.
- Chen, Y., Tian, Hui, Huang, Zhenghua, Peter, Hardi, & Samanta, Tanmoy (2019). Investigating the transition region explosive events and their relationship to network jets. *Astrophysical Journal*, 873, 79.
- De Pontieu, B., McIntosh, Scott W., Hansteen, Viggo H., & Schrijver, Carolus J. (2009). Observing the roots of solar coronal heating in the chromosphere. *Astrophysical Journal*, 701, L1.
- Martínez-Sykora, J., De Pontieu, Bart, Hansteen, Viggo, & McIntosh, Scott W. (2011). What do spectral line profile asymmetries tell us about the solar atmosphere?. *Astrophysical Journal*, 732, 84.
- Patsourakos, S., & Klimchuk, J. A. (2006). Nonthermal spectral line broadening and the nanoflare model. *Astrophysical Journal*, 647, 1452.
- Klimchuk, J. A. (2006). On solving the coronal heating problem. *Solar Physics*, 234, 41.
- Sakao, T., Kano, Ryouhei, Narukage, Noriyuki, Kotoku, Junichi, Bando, Takamasa, DeLuca, Edward E, & Lundquist, Loraine L. (2007). Continuous plasma outflows from the edge of a solar active region as a possible source of solar wind. *Science*, 318, 1585.
- Del Zanna, G. (2008). Flows in active region loops observed by Hinode EIS. *Astronomy & Astrophysics*, 481, L49.
- Harra, L., Sakao, T., Mandrini, C. H., Hara, H., Imada, S., Young, P. R., Driel-Gesztelyi, L., & Baker, D. (2008). Outflows at the edges of active regions: contribution to solar wind formation?. *Astrophysical Journal Letters*. 676, L147.
- Ko, Y. K., Doschek, George A., Warren, Harry P., & Young, Peter R. (2009). Hot plasma in nonflaring active regions observed by the extreme-ultraviolet imaging spectrometer on Hinode. *Astrophysical Journal*. 679, 1956.
- Brooks, D. H., & Warren, H. P. (2009). Flows and motions in moss in the core of a flaring active region: evidence for steady heating. *Astrophysical Journal* , 703, L10.
- De Pontieu, B., Title, A. M., Lemen, J. R., Kushner, G. D., Akin, D. J., Allard, B., Berger, T., & Boerner, P. (2014). The interface region imaging spectrograph (IRIS). *Solar Physics*, 289, 2733.
- Boerner, P., Edwards, Christopher, Lemen, James, Rausch, Adam, Schrijver, Carolus, Shine, Richard, & Shing, Lawrence (2012). Initial calibration of the atmospheric imaging assembly (AIA) on the solar dynamics observatory (SDO). *Solar Physics*, 275, 41.
- Scherrer, P. H., Schou, J., Bush, R.I., Kosovichev, A.G., Bogart, R.S., Hoeksema, J. T., & Liu, Y. (2012). The helioseismic and magnetic imager (HMI) investigation for the solar dynamics observatory (SDO). *Solar Physics*, 275, 207.
- Lemen, J. R., Title, Alan M., Akin, David J., Boerner, Paul F., Chou, Catherine, Drake, Jerry F., & Duncan, Dexter W. (2012). The atmospheric imaging assembly (AIA) on the solar dynamics observatory (SDO). *Solar Physics*, 275, 17.
- Krieger, A. S., Timothy, A. F., Roelof, E. C., (1973). A coronal hole and its identification as the source of a high velocity solar wind stream. *Solar Physics*, 29, 505.
- Insley, J. E., Moore, V., Harrison, R. A., (1995). The differential rotation of the corona as indicated by coronal holes. *Solar Physics*, 160, 1.
- Wilhelm, K., (2000), Solar spicules and macrospicules observed by SUMER. *Astronomy & Astrophysics*, 360, 351.

Stucki, K., Solanki, S. K., Pike, C. D., et. al. (2002). Properties of ultraviolet lines observed with the Coronal Diagnostic Spectrometer (CDS/SOHO) in coronal holes and the quiet Sun. *Astronomy & Astrophysics*, 381, 653.

Linker, J. A., Heinemann, Stephan G, Temmer, Manuela, Owens, Mathew J, Caplan, Ronald M, & Arge, Charles N (2021). Coronal hole detection and open magnetic flux. *Astrophysical Journal*, 918, 21.

Garton, Tadhg M., Gallagher, Peter T., & Murray, Sophie A. (2018). Automated coronal hole identification via multi-thermal intensity segmentation. *Journal of Space Weather and Space Climate*, 8, A02.

Peter, H., (2000). Multi-component structure of solar and stellar transition regions. *Astronomy & Astrophysics*, 360,761.

Peter, H., Gudiksen, Boris V., & Nordlund, Ake (2006). Forward modeling of the corona of the Sun and solar-like stars: from a three-dimensional magnetohydrodynamic model to synthetic extreme-ultraviolet spectra. *Astrophysical Journal*, 638, 1086.

Kayshap, P., Tripathi, Durgesh, Solanki, Sami K., & Peter, Hardi (2018). Quiet-Sun and coronal hole in Mg II k line as observed by IRIS. *Astrophysical Journal*, 864, 21.

Mishra, S. K., Sangal, Kartika, Kayshap, Pradeep, Jelnek, Petr, Srivastava, A.K., & Rajaguru, S.P. (2023). Origin of quasi-periodic pulsation at the base of a Kink-unstable jet. *Astrophysical Journal*, 945, 113.

Upendran, V., & Tripathi, D. (2022). On the impulsive heating of quiet solar corona. *Astrophysical Journal*, 926, 138.

**Sabri, S., Poedts, S., Ebadi, H. (2019). Plasma heating by magnetoacoustic wave propagation in the vicinity of a 2.5D magnetic null-point. *Astronomy & Astrophysics*, 623, A81.**

**Sabri, S., Ebadi, H., Poedts, S. (2022). Propagation of the Alfvén Wave and Induced Perturbations in the Vicinity of a 3D Proper Magnetic Null Point. *Astrophysical Journal*, 924, 126.**

**Sabri, S., Poedts, S., Ebadi, H. (2023). How Nonlinearity Changes Different Parameters in the Solar Corona. *Astrophysical Journal*, 944, 72.**

**Sabri, S., Ebadi, H., Poedts, S. (2020). Plasmoids and Resulting Blobs due to the Interaction of Magnetoacoustic Waves with a 2.5D Magnetic Null Point. *Astrophysical Journal*, 902,11.**

## Identification of the asymmetric spectral profiles in the solar transition region

### Summary

The temperature of the solar atmosphere steeply increases in the transition region from the chromosphere to the corona. In the coronal temperatures, the coronal hole, quiet sun, and active regions are visible in the solar corona. The magnetic field controls the solar corona. Different physical processes (e.g. magnetic reconnection, waves) play a role in the coronal dynamics, which cause plasma heating to millions of degrees. Then, it is essential to understand the role of these processes. A more exact analysis of the emission line profiles to investigate the dynamics and thermal behavior of the coronal and transition region plasma is spectroscopy. The spectral line profiles are proof of the structural evolution of the magnetic field and plasma temperature in the coronal holes and quiet sun. So far, the study of coronal spectral lines indicates that most line profiles are well-fitted based on a single Gaussian profile. However, some spectral lines avoid from a single Gaussian model because they have at least one excess component. Observations display that 5 % to 10 % of line profiles have the blueward asymmetry in the quiet sun and coronal holes. Considering the mentioned advantages of spectroscopy, we use the formed Si IV 1394 Å spectral line in the transition region from the Interface Region Imaging Spectrograph (IRIS) raster in a central-equatorial region of Sun on 14 October 2015. Also, we make co-spatiotemporal raster images from Atmospheric Imaging Assembly (AIA) 193 Å, IRIS/SJI 1330 Å and Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) magnetograms. Our data includes quiet sun, coronal hole and bright points features. The Si IV 1394 Å spectral line profiles are fitted with the single and then with double Gaussian function. We apply three essential conditions to certify any spectral profiles as asymmetric profile by double Gaussian model, that is, (1) the asymmetric profile must have a goodness-of-fit greater ( $\chi^2$ ) than one for the single Gaussian fits, (2) the minimum intensity of the first and second component to be 20 DN and (3) the distance between the centers of the two components to be more significant than 20 km/s. 1598 asymmetric profiles are found out of a total of 103,000 profiles. The four types of profiles are dominated as only blue wing, only red wing, two clear peaks and none of the three types (it has two wings). The most significant number of asymmetric profiles corresponds to a profile with a component on its blue side. The lowest number is possessed by profiles inconsistent with single and double Gaussian fitting models (two wings). The asymmetries are concentrated on positions with high magnetic flux density. Also, asymmetric profiles arise in the large-scale bright lane-like areas in the SJI 1330 Å raster map. Corresponding to these areas, the magnetic flux concentration in the HMI raster map shows most probably, the network lanes. This correspondence can indicate the magnetic source. The asymmetric profiles may be owing to the reconnection of the open magnetic field of coronal hole with the bright points' loops for bright points inside and the boundary of coronal hole. Also, we may contemplate to a similar plan for asymmetric profiles at the coronal hole boundary, where the open magnetic fields of coronal hole may be reconnected with the quiet sun's close loops. However, the asymmetry of profiles at quiet sun may be owing to the reconnection of closed loops at this region. It is clear that the blueward and redward asymmetry are signatures of downflow, and upflow that may be caused by magnetic reconnection. However, the bidirectional jets derived from magnetic reconnection at the forming height of Si IV 1394 Å may be a reason for the asymmetric profiles with two clear peaks and two wings. Magnetic reconnections below the formation height of Si IV 1394 Å in the transition region may be a reason for upflows. Also, the profiles with blue wing may be relevant to the upflow spread of jets.

These profiles are mainly sited away from the jet footpoints and on the network jets. The reconnection events above the formation height of Si IV 1394 Å or coronal return flows may be a reason for downflows. The red wing of the spectral line profiles is probably relevant to the downflow arising from reconnections that mainly placed around the footpoints of grid jets.

**Keywords:** Sun, Transition Region, Asymmetric Spectral Profiles.

مقاله قبلی از انتشار  
روید استادی نشده