

Doc. dr Kazimierz STĘPIEŃ

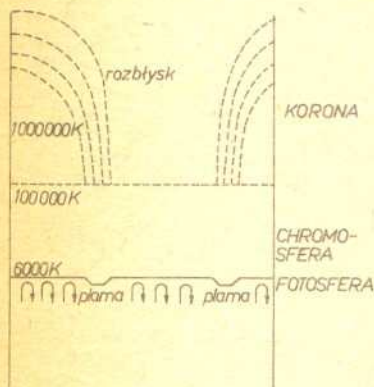
Sądzę, że każdy z Czytelników *Delty* miał okazję oglądać plamy na Słońcu — jeżeli nie w naturze, to na licznych zdjęciach zaplamionej tarczy słonecznej reprodukowanych w czasopiśmie i książkach astronomicznych. Plamy słoneczne były zauważane i obserwowane już w starożytności, o czym świadczą przechowane do dziś stare kroniki. Nie zawsze i nie wszędzie można się było do takich obserwacji przyznać. Czasem można było stracić głowę, gdy oficjalna religia państwa uważała Słońce bądź za boga, bądź za twór boski, a zatem doskonały. Takie Słońce nie mogło być „brudne” i zaplamione. Jeżeli uczoney twierdził, że widzi na nim plamy, skracano go o głowę za próbę splugawienia religii.

Ale to dawne czasy. Obecnie każdy niedowiarek może sobie obejrzeć plamy na Słońcu osobiście. I choć czasami bywa, że wciąż próbuje się zaprzeczać istnieniu nawet takich zjawisk, które widać „gołym okiem”, to w przypadku plam słonecznych nie ma to już miejsca. Wszechstronne badania plam przeprowadzone w ciągu ostatnich 200 lat pozwalają odpowiedzieć na pytanie, co to są plamy słoneczne, choć jeszcze nie znamy pełnej odpowiedzi na pytanie, skąd się one biorą. Zainteresowanie plamami słonecznymi znacznie wzrosło u astrofizyków nie zajmujących się Słońcem, lecz gwiazdami zmiennymi, gdy około 20 lat temu wykonano obserwacje sugerujące, że gigantyczne plamy występują też na innych gwiazdach. Ale o tym za chwilę. Najpierw skoncentrujemy się na tym, co wiemy o plamach słonecznych.

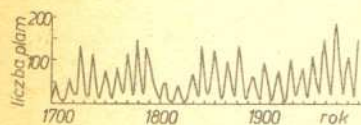
Obserwacje pokazały, że plamy są obszarami znacznie chłodniejszymi od otoczenia. Mają temperaturę o około 1800 K niższą (dotyczy to części wewnętrznej plamy, tzw. cienia. Jest on otoczony półcieniem, który jest tylko nieco chłodniejszy od obszaru poza plamą). Drugą ważną obserwacją było stwierdzenie, że w plamach istnieje silne pole magnetyczne. Ma ono natężenie około 3000 Oe, co jest bardzo dużo, jeżeli się weźmie pod uwagę, że natężenie ogólnego pola magnetycznego jest, podobnie jak ziemskiego, rzędu 1—2 Oe, a 3000 Oe osiągnięte jest między biegunami sporego elektromagnesu. Ścisły związek plam z polami magnetycznymi rzucił na ich zagadnienie nowe światło. Wiadomo mianowicie, że pole magnetyczne steruje całym kompleksem zjawisk na Słońcu, zwanym aktywnością słoneczną. Aktywność słoneczna zmienia się cyklicznie narastając co około 11 lat, a następnie słabnąc. W okresie dużej aktywności widzimy silnie rozbudowaną koronę słoneczną (jest to bardzo rozrzedzony, ale gorący, mający temperaturę około miliona stopni obszar rozciągający się na dużą odległość ponad atmosferę Słońca). Musi ona być stale podgrzewana, a rolę przewodów doprowadzających energię w postaci fal hydromagnetycznych gra pole magnetyczne. Większa i gorętsza korona świadczy o wzroście natężenia pól magnetycznych na Słońcu. Nie są one rozłożone równomiernie, lecz mają tendencję do skupiania się w duże obszary magnetyczne o średnim natężeniu rzędu 50 Oe. Strumień energii podgrzewający koronę płynie głównie w tych obszarach. Między gorącą koroną i stosunkowo chłodną powierzchnią Słońca (o temperaturze rzędu 6000 K) występuje obszar o pośredniej temperaturze i gęstości zwany chromosferą. Z aktywnością Słońca związane jest też występowanie rozbłysków, które powstają zapewne przez anihilację przeciwnie skierowanych pól magnetycznych czy związanych z nimi prądów. Są to zjawiska o stosunkowo niedużej skali nie mające wpływu na całkowitą jasność Słońca. I wreszcie plamy. One też pojawiają się w dużych ilościach podczas maksimum aktywności, a potem ich liczba maleje. Nie ulega zatem wątpliwości, że przyczyną wszystkich przejawów aktywności słonecznej jest pole magnetyczne i jego okresowe zmiany pociągają za sobą zmiany aktywności.

Jak więc wygląda pełny obraz zachowania się pola magnetycznego na Słońcu? Otóż przypuszczamy, że głębiej położone warstwy Słońca rotują szybciej. Linie sił ogólnego (słabego) pola magnetycznego przenikają Słońce i ponieważ materia słoneczna jest zjonizowana, są one jakby wzmrożone w ośrodek, czyli mogą poruszać się wyłącznie wraz z materią. Niejednakowa rotacja powoduje, że linie sił nawijają się na głębsze warstwy niczym nici na szpulę. Po pewnym czasie pole staje się niestabilne i dzieli się na „kielbaski”, które unoszą się ku powierzchni. Linie sił wewnątrz każdej „kielbaski” starają się ekspandować, rozpychają się i przez to gęstość materii wewnątrz każdej z nich jest mniejsza niż w jej otoczeniu. „Kielbaska” niczym balonik unosi się w górę, aż osiągnie powierzchnię Słońca. Jest wtedy zwykle pofalowana i gdy tylko któraś z fałdek zbliży się do powierzchni, natrafia nagle na dużo rzadszy gaz. Ciśnienie magnetyczne staje się dużo większe od ciśnienia otaczającego gazu i nic nie przeszkadza liniom sił w gwałtownym rozprężeniu się. Linie sił wyskakują wtedy ponad powierzchnię Słońca niczym sprężyna z zegarka. Powstają obszary magnetyczne, z których następnie tworzą się plamy. Pole magnetyczne wewnątrz plamy i bezpośrednio pod nią utrudnia konwekcję i częściowo ją hamuje. Linie sił zachowują się niby sztywne druty, między którymi ma przepływać materia. Dlatego mniej energii cieplnej płynie w górę wewnątrz plamy, a jej nadwyżka, zatrzymana pod plamą, rozchodzi się szybko na boki i rozmywana jest w całej warstwie konwektywnej. Ponieważ nawijanie się linii sił występuje głównie w pobliżu równika słonecznego, bo tam obserwujemy najszybsze zmiany prędkości wirowania, w tym też obszarze będą głównie wyrzucane „kielbaski” i tu powinniśmy głównie obserwować plamy. Jest to zgodne z obserwacjami. Po wypłynięciu „kielbasek” proces nawijania zaczyna się od nowa. Oczywiście wszystkie pozostałe zjawiska aktywności zmieniają się w tym samym rytmie.

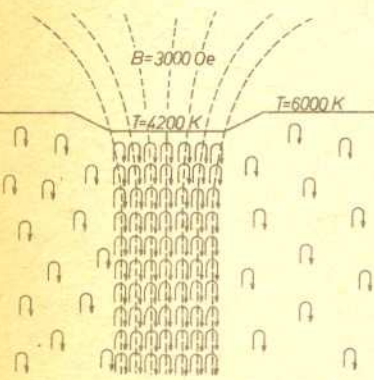
Teraz już czas przejść do innych gwiazd. Jak wyglądają możliwości zaobserwowania przejawów aktywności słonecznej? Gorąca, o temperaturze miliona stopni korona wysyła promieniowanie, którego maksimum, zgodnie z prawem przesunięcia Wiena, znajduje się w obszarze fal rentgenowskich. Gdyby Słońce było w odległości typowej dla bliskich gwiazd, jego emisja rentgenowska byłaby mierzalna dla obecnych satelitów rentgenowskich. Natomiast fakt istnienia bądź nieistnienia na jego powierzchni plam byłby z dużej odległości nie do stwierdzenia. Łączna powierzchnia plam, nawet w maksimum ich występowania, nie przekracza jednego procenta



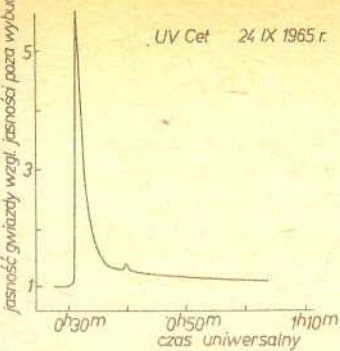
Rys. 1. Schematyczna struktura górnych warstw atmosfery Słońca. Nad fotosferą, w której istnieją plamy, rozciąga się chromosfera, a nad nią korona. Rozbłyski zachodzą wysoko w chromosferze lub w dolnej części korony.



Rys. 2. Liczba plam obserwowanych na Słońcu zmienia się z okresem około 11 lat.



Rys. 3. Model plamy słonecznej.



Rys. 4. Rozblysk gwiazdy UV Ceti zaobserwowany w 1965 r. W maksimum gwiazda była ponad pięciokrotnie jaśniejsza niż poza rozblyskiem.

powierzchni Słońca. Zmiany jasności związane ze zmianą stopnia zaplamienia byłyby zatem poniżej granicy wykrywalności. Podobna sprawa jest z rozblyskami, które w jeszcze mniejszym stopniu wpływają na całkowitą jasność Słońca. A zatem widzimy, że sam fakt zaobserwowania jakichkolwiek zjawisk związanych z aktywnością na innych gwiazdach oznaczałby, że aktywność ta musi być co najmniej taka sama, jak na Słońcu, a przy niektórych obserwacjach dużo większa.

Czy istnieją takie obserwacje? Od dość dawna znana była grupa gwiazd zmiennych, tzw. rozblyskowych. Były to bardzo chłodne gwiazdy o temperaturach 3000—4000 K, których jasność nagle rośnie w czasie sekund lub minut, po czym wolniej już maleje. W sumie przypomina to rozblysk słoneczny, tyle że jasność niektórych gwiazd powiększa się nawet parokrotnie. Jeżeli w obydwu przypadkach źródłem rozblysku jest anihilacja pola magnetycznego, to w gwiazdach rozblyskowych możemy spodziewać się dużo potężniejszych pól.

Również od lat w widmach niektórych chłodnych gwiazd widziano linie pochodzenia chromosferycznego, przy czym u wielu z nich linie te były znacznie silniejsze niż na Słońcu. A zatem i te obserwacje świadczą o istnieniu gwiazd, na których procesy aktywności magnetycznej zachodzą w o wiele większej skali. I wreszcie pomiary natężenia promieniowania rentgenowskiego pokazały, że gwiazdy chłodne, tzn. typu Słońca lub chłodniejsze, promieniują w dziedzinie rentgenowskiej, niektóre o wiele intensywniej niż Słońce. Można więc sądzić, że korony gwiazdowe są częstym zjawiskiem, przy czym niektóre gwiazdy muszą mieć je większe i gorętsze niż Słońce.

W tej sytuacji naturalne było poszukiwanie dowodów obserwacyjnych na istnienie ciemnych, dużych plam na powierzchni chłodnych gwiazd. Dlaczego chłodnych? Zarówno obserwacje, jak i teoria wskazują, że aktywność magnetyczna związana jest z gwiazdami, które mają grubą warstwę konwektywną. Otóż gorące gwiazdy są jej pozbawione. Pojawia się ona najpierw u gwiazd nieco gorętszych niż Słońce, ale jest w nich bardzo cienka. Dopiero Słońce ma ją już dość grubą (około 20% promienia) i grubość warstwy rośnie w kierunku gwiazd coraz chłodniejszych (a tym samym coraz mniej masywnych).

Istotnie, około 20 lat temu zaobserwowano po raz pierwszy gwiazdę, której jasność zmieniała się z okresem kilkudniowym. Po roku amplituda uległa wyraźnej zmianie, a po paru latach zmiany zanikły. Od tego czasu odkryto już wiele gwiazd o podobnych zmianach blasku. Zmiany te interpretowane są jako związane z plamami, gdyż inne mechanizmy zmienności (np. pulsacje gwiazd czy zaćmienia w układzie podwójnym) są o wiele stabilniejsze — nie dałyby zmian krzywych blasku z roku na rok. Jeżeli plamy rozłożone są na gwieździe niejednokrotnie (np. duża plama z jednej strony gwiazdy), to w czasie wirowania gwiazdy obszar silnie zaplamiony będzie chował się i pojawiał z okresem równym okresowi wirowania. Zmiany z roku na rok można interpretować jako zmiany związane z cyklem aktywności.

Amplitudy zmian związanych z plamami wahają się od kilku do kilkudziesięciu procent. A zatem ciemne plamy muszą w niektórych przypadkach zajmować kilkadziesiąt procent powierzchni gwiazdy!

Obserwacje plam w jednej długości fali nie pozwalają nam na ocenę ich rozmiarów i temperatur. Plama całkowicie czarna, o „zerowej” temperaturze i niewielkim rozmiarze da podobny spadek jasności, jak plama duża, ale niewiele chłodniejsza od otoczenia. Dopiero obserwacje w co najmniej dwóch długościach fal pozwalają na ocenę temperatury i rozmiarów plamy. Niestety, najmniej wiemy o kształcie plam. Na szczęście ostatnio opracowano metodę obserwacji ciemnych plam na podstawie zmian w liniach widmowych produkowanych przez plamy, która z kolei jest niezbyt czuła na temperaturę plamy, ale pozwala dużo dokładniej wyznaczyć położenie i kształt plamy. Równoczesne obserwacje fotometryczne i spektroskopowe, planowane w przyszłości, dadzą nam maksimum informacji o plamach.

No, ale mówiliśmy, że plamy słoneczne związane są z silnymi polami magnetycznymi. Jeżeli plamy gwiazdowe mają podobną naturę, to również powinniśmy obserwować w nich silne pola. To prawda, ale pomiary pól magnetycznych na odległych gwiazdach są bardzo trudne. Niektóre spośród zaproponowanych metod, np. metoda dobrze działająca dla gwiazd gorących, nie dały wyników i dopiero ostatecznie otrzymano w USA pomiary dla około 20 chłodnych gwiazd. Nowo zastosowana metoda pozwala na zmierzenie średniego natężenia pola i procentu powierzchni gwiazdy pokrytego polami. Okazało się, że typowe natężenia pól (w przypadkach, gdy metoda dała pozytywny wynik) wynoszą około 1000—3000 Oe, a pokrywają one do 80% powierzchni gwiazdy. Warto podkreślić, że teoretyczne modele dużych plam na chłodnych gwiazdach otrzymane niedawno w Obserwatorium Astronomicznym Uniwersytetu Warszawskiego przewidywały, że w dużych plamach natężenia pól powinny być mniejsze niż w stosunkowo małych plamach słonecznych. Dawniej istniejące modele przewidywały wzrost natężenia pola w dużych plamach, aż do wartości 15—20 000 Oe. Obserwacje potwierdziły przewidywania „warszawskich” modeli.

Wydawałoby się już teraz, że mamy dostatecznie dużo obserwacji, by zbudować pełny model zjawisk fizycznych związanych z aktywnością magnetyczną. Ale do tego celu potrzebna jest liczna grupa gwiazd, dla której istnieje komplet różnorodnych obserwacji. Na razie znamy takich gwiazd bardzo mało. Dlatego musimy jeszcze poczekać na szczegółowe modele aktywności gwiazdowej. Możemy tylko powiedzieć, że dane obserwacyjne wskazują na wyraźny związek aktywności i prędkości rotacji. Gwiazdy rotujące szybko są o wiele aktywniejsze niż gwiazdy rotujące powoli. Gwiazdy mogą rotować szybko z dwóch powodów: albo dlatego, że są bardzo młode, albo ponieważ są składnikami ciasnych układów podwójnych. Gwiazdy młode szybko wirują, gdyż moment pędu obrotu protogwieźdowego jest zawsze wystarczająco duży dla nadania gwieździe szybkiej rotacji. W miarę upływu czasu gwiazdy tracą moment pędu. Jest to właśnie związane z aktywnością magnetyczną. Jej skutkiem jest uciekanie od gwiazdy zewnętrznych, gorących warstw koronalnych w formie tzw. wiatru gwiazdowego. Wiatr unosi ze sobą linie sił pola magnetycznego, które przekazują moment pędu od gwiazdy do cząsteczek wiatru, „uwiązanych” przez jakiś czas sztywno liniami sił do gwiazdy. W ten sposób im starsza gwiazda, tym wolniej rotuje. Wyznaczanie okresów rotacji gwiazd pojedynczych jest



Rozwiązanie zadania 158. a) W pobliżu zwierciadła w wyniku interferencji fal padającej i odbitej powstanie fala stojąca. Przy odbiciu od zwierciadła ma miejsce zmiana fazy o π , a więc pierwsza strzałka wystąpi w odległości $\frac{\lambda}{4}$ od zwierciadła, czyli

$$\lambda = 4d.$$

Oczywiście grubość napyłonej warstwy emulsji musi być większa od d , czyli $\frac{\lambda}{4}$.

b) Różnica dróg optycznych między promieniami światła rozproszonymi na kolejnych zaciernionych warstwach będzie równa całkowitej wielokrotności λ . W wyniku interferencji w świetle rozproszonym barwa ta ulegnie wzmocnieniu, podczas gdy pozostałe barwy zostaną osłabione. Przy obserwacji pod tym samym kątem, pod którym padało światło przy naświetlaniu, ujrzymy więc barwę światła użytego do naświetlania. Efekt ten może być podstawą barwnej fotografii. Barwy zdjęcia zmieniają się jednak w zależności od kąta, pod którym je oglądamy.

dość złożone i nie będziemy się tym zajmować. Inaczej wygląda sytuacja dla gwiazd podwójnych, których okres obiegu jest krótszy od tygodnia. Wtedy gwiazdy oddziałują ze sobą przepływowo i „patrz” na siebie zawsze tymi samymi stronami. A zatem okres rotacji każdej z nich jest równy okresowi obiegu, niezależnie od wieku układu.

Silny związek między szybkością rotacji i aktywnością magnetyczną przemawia za słuszością tzw. teorii dynamo powstawania pól magnetycznych. Zgodnie z nią oddziaływanie rotacji i konwekcji prowadzi do dużego wzmocnienia nawet bardzo słabego początkowego pola magnetycznego. Im szybsza rotacja i im głębsza warstwa konwektywna, tym silniejsze pole końcowe. Teoria dynamo opiera się na założeniach, z których kilka jest kwestionowanych przez jej przeciwników. Jest ona jednak stale modyfikowana i ulepszana, a ponadto nie ma innej teorii, która mogłaby z nią rywalizować w odniesieniu do chłodnych gwiazd. Teoria dynamo nie tłumaczy wciąż jeszcze wielu obserwowanych zjawisk, np. zagadnień związanych z cyklami aktywności u gwiazd.

W sumie widzimy, że badania aktywności magnetycznej są nie tylko ciekawe same w sobie, ale okazują się też bardzo ważne z punktu widzenia ewolucji gwiazd, wyznaczania ich wieku, a w przyszłości, gdy lepiej zrozumiemy oddziaływanie pól magnetycznych z konwekcją, będą mogły służyć do badania ich wnętrza.

Dopplerowskie obrazy plam gwiazdowych

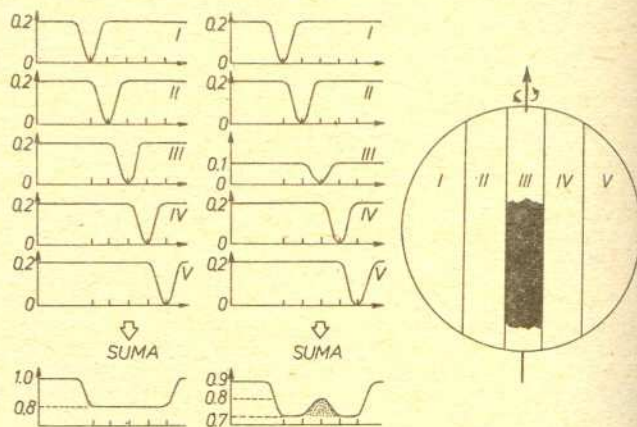
Mgr Krzysztof JAHN

Tak nazwano nową technikę obserwacyjno-obliczeniową pozwalającą konstruować obrazy powierzchni zaplamionych gwiazd. Czym jest plama gwiazdowa? W jakich warunkach może się pojawiać? Czy zjawisko to ma coś wspólnego z plamami słonecznymi? Odpowiedzi na te i na wiele innych pytań znajdzie Czytelnik w artykule doc. K. Stępnia.

Tutaj postaramy się odpowiedzieć na pytanie, czy można zobaczyć plamę gwiazdową? Oczywiście nie bezpośrednio, bo nawet największe teleskopy nie mają takiej zdolności rozdzielczej, która pozwoliłaby rozróżnić niejednorodności powierzchni odległych gwiazd. Dokładne obserwacje fotometryczne dostarczają wprawdzie pewnych informacji, ale są one często niejednoznaczne, i co więcej, na ich podstawie niewiele możemy powiedzieć o kształcie plamy. Z pomocą przychodzi spektroskopia. Okazało się, że subtelna analiza widm gwiazdowych w połączeniu z nowoczesną techniką obliczeniową umożliwia określenie rozmiarów, kształtu, położenia i temperatury plamy lub plam. Autorzy rozwijanej obecnie techniki — nazwanej techniką dopplerowskich obrazów plam gwiazdowych — zapewniają, że wkrótce można będzie otrzymać dodatkowo rozkład pola magnetycznego związanego z plamami.

Początki rozwoju tej techniki związane są z pewnym odkryciem, które miało miejsce w 1980 r. Zaobserwowano mianowicie pewną szczególną własność widma liniowego jednej z zaplamionych gwiazd (HR 1099 = V 711 Tauri). W profilach linii absorpcyjnych pojawiało się wybrzuszenie, które periodycznie przesunęło się wewnątrz profilu lub całkowicie zniknęło w zależności od tego, którą część tarczy gwiazda zwracała ku Ziemi. Okres zmian w linii odpowiadał dokładnie okresowi zmian obserwowanej jasności. Taką korelację położenia garbu wewnątrz profilu ze zmianami fotometrycznymi, za które odpowiedzialne są plamy, przejawiały wszystkie bez wyjątku linie absorpcyjne. Jak zinterpretować takie obserwacje? Jeśli na powierzchni rotującej gwiazdy znajduje się duży obszar o temperaturze niższej od temperatury otoczenia, to na ogół powinno to mieć swoje odzwierciedlenie w widmie liniowym. Dlaczego „na ogół”, a nie zawsze, to okaże się później. Teraz przyjrzymy się bliżej deformacji linii w najprostszym przypadku.

Pomocą w tym niech będzie rysunek, na którym porównamy kształty linii widmowych w przypadku gwiazdy bez plam (z lewej strony rysunku) i gwiazdy zaplamionej (strona prawa).



Podzielmy tarczę wirującej gwiazdy na sektory o jednakowej powierzchni (jak na rysunku). Gdyby możliwe było obserwowanie pojedynczych sektorów, to na skutek efektu Dopplera zauważylibyśmy przesunięcie się linii w kierunku większych długości fal w przypadku obszarów oddalających się (IV i V), oraz w kierunku niebieskiej części widma dla linii obserwowanych w sektorach zbliżających się do obserwatora (I i II). Obserwacja sektora III dałaby oczywiście linię nieprzesuniętą w widmie. W rzeczywistości obserwujemy strumień promieniowania z całej tarczy, a więc jedną, poszerzoną rotacyjnie linię. Lewa strona rysunku ilustruje przesunięcia linii dla poszczególnych sektorów, oraz zsumowany efekt — poszerzony profil. Co się stanie, gdy np. w sektorze III znajdzie się plama (dla uproszczenia całkowicie czarna) zajmująca 1/2 powierzchni sektora? Linie od pozostałych sektorów nie zmienią się, natomiast rozważany obszar emituje mniej promieniowania, bo połowa obszaru w ogóle nie świeci. W efekcie obniży się poziom widma ciągłego. Zostało to zaznaczone na rysunku wartością 0,1 (w pewnych umownych jednostkach). Sumowanie strumieni promieniowania od poszczególnych sektorów nie da tym razem wyłącznie spłyconego i poszerzonego profilu (można to sprawdzić dodając odczytane z rysunku wartości dla tych samych długości fal — 2, -1, 0, 1, 2, też w pewnych jednostkach). Pojawił się