

Hvězdná aktivita

Michal Švanda

Dnes si již nikdo nemyslí, že je Slunce ve vesmíru něčím výjimečným. Naše Slunce je hvězdou spektrální třídy G2 nacházející se na hlavní posloupnosti Hertzsprungova-Russelova diagramu a platí pro ni stejné fyzikální zákony jako pro tisíce dalších hvězd. Srovnávat můžeme i naopak – jevy pozorované na Slunci je možné detekovat i u mnohých jiných hvězd.

Hlavní rysy sluneční aktivity

Sluneční aktivita je dlouho sledovaným fenoménem, v jehož poznání je stále ještě více otázek než odpovědí. A to i přesto, že sluneční skvrny, jakožto základní projev aktivity, jsou pozorovány teleskopicky již téměř po čtyři staletí, pouhým okem jistě téměř tři tisíciletí, možná déle. Objev jiných aktivních jevů přišel až s vynálezem speciálních přístrojů, jakým je např. spektroheliograf (G. Hale, 1892), koronograf (B. Lyot, 1933) a dielektrické filtry (také B. Lyot, 1933). A také s výzkumem z kosmického prostoru, odkud toho na Slunci uvidíme ještě mnohem více, neboť nejsme limitováni okny propustnosti zemské atmosféry.

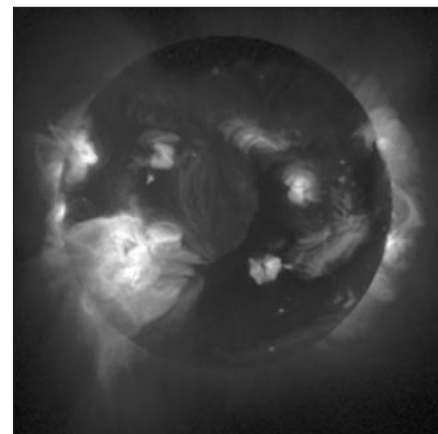
Mluvíme-li o sluneční aktivitě, máme na mysli komplex jevů vyskytujících se na Slunci nebo v jeho blízkosti, které jsou v čase výrazně proměnné. Nemluvíme tedy o fyzikálních procesech, které lze na Slunci nebo v jeho okolí pozorovat neustále, např. sluneční vítr. Sluneční fyzikové jsou přesvědčeni, že v pozadí veškerých aktivních procesů je zesilované a nejrůznějšími způsoby pohybované magnetické pole.

Hvězdy pozdních spektrálních typů mají mohutnou podpovrchovou *konvektivní zónu*, v níž plazma doslova „vře“. Turbulentní pohyby přeorganizovávají původní magnetické pole vznikající v nitru a v pozměněn

formě jej přináší k viditelnému povrchu – do *fotosféry*.

V místech fotosféry, kde se setkávají sestupné turbulentní proudy, se magnetické pole koncentruje. Pokud je magnetické pole konvergentní oblasti dostatečně silné (několik setin tesla) a vhodně orientované (s tečnou k fotosféře svírá ostrý úhel), zabraňuje současně toku tepla z nitra, případně jej výrazně zpomaluje. Oblast vyzařováním rychleji chladne. Vzniká místo, z něhož přichází k pozorovateli méně zářivé energie a zdá se proto v kontrastu s okolím tmavší – *sluneční skvrna*. Teplotní pokles oproti okolí může na Slunci činit až 1 500 kelvinů.

Magnetická oblast mívá ve fotosféře dobře patrné dvě oddělené oblasti reprezentující výskyt opačných polarit. Klasický pokus s tyčovým magnetem a železnými pilinami ukáže, že opačné polarit jsou propojeny siločárami, jejichž tvar připomíná smyčku. V případě slunečních magnetických polí se složité smyčky vyskytují nejen ve fotosféře, ale vystupují v mnoha případech vysoko nad ni. Zatímco pohyb plazmatu napříč polem je prakticky nemožný, podél pole je naopak velmi snadný a hmota podél siločar klouže jako po kolejničkách. Oblaka plazmatu se tak mohou dostat velmi vysoko nad fotosféru až do řídké koróny, do té části smyčky, kde se průběh



Slunce v rentgenovém oboru. Snímek pořízen satelitem YOHKOH.

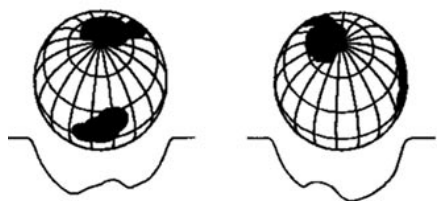
magnetického pole mění na téměř tečný. V těchto místech pak může plazmatický oblak vydržet velmi dlouho, neboť zde panuje labilní rovnováha. Tak vznikají *protuberance* a *filamenty*. Jde fyzikálně o stejný jev, terminologicky je protuberance pozorována nad okrajem disku, zatímco filament se promítá na disk.

Vysoko zasahující magnetické smyčky utvářejí strukturu *koróny*. V místech, kde je magnetické pole uzavřené, je hustota částic vyšší, než v místech, kde je otevřené – zde pozorujeme koronární díru. Koróna není ve stavu termodynamické rovnováhy, teplota odvozená od pohybu částic zde dosahuje až 2 milionů Kelvinů. Díky existenci vysoké teploty emituje koróna své vlastní světlo z vysoce ionizovaných stavů kovů, nikde jinde ve sluneční soustavě nenaleznete dvanáctkrát ionizované železo, tedy daleko v rentgenovém oboru spektra. Z toho plyne, že pozorovat emisní korónu můžeme za hranicemi zemské atmosféry – přinejmenším z výškových raket. Ostatně poprvé byla koróna detailně studována rentgenovým dalekohledem na palubě stanice Skylab.

V koróně se struktura magnetického pole může působením pohybů ve fotosféře kroutit a všelijak škrtit – může dojít k přepojení pole do stabilnější konfigurace – rekonexi. S rekonexí pole bývá spojen mohutný výron energie, řádově 10^{25} J ve formě záření, a spršky rychlých nabitých částic – *erupce*. Zcela běžně bývá doprovázena také uvol-

Hmota ve slunečním tělese je ve stavu plazmatu – horkého vysoce ionizovaného plynu. Vysoká vodivost slunečního plazmatu má za následek jeho nezvyklé chování v přítomnosti magnetického pole. Magnetické pole je totiž do plazmatu „zamrzlé“. Jakmile se jednou nějakým způsobem dostane do elementu plazmatu, již jej nemůže samovolně opustit, ale je strháváno společně s pohybujícím se elementem. Princip funguje i naopak – je-li někde silné magnetické pole, pohyby plazmatu napříč polem jsou zpomaleny, neboť plazma nemůže magnetickou oblastí jen tak bez odporu proniknout. Siločáry reprezentující magnetické pole si můžeme představit jako gumičky. Mohou se všelijak kroutit a natahovat, ale nemohou se z elementu plazmatu vymanit a naopak, plazma nemůže bez odporu siločárami napříč proniknout.

Mgr. Michal Švanda (*1980) vystudoval astronomii a astrofyziku na MFF UK, kde nyní pokračuje v doktorském studiu se zaměřením na dynamické dění ve sluneční fotosféře. Pracuje v Astronomickém ústavu AV ČR v Ondřejově a v Astronomickém ústavu UK.



Dopplerovské mapování hvězdy V711 Tau. Nahoře vždy model odpovídající tvaru spektrální čáry dole.

něním zmagnetizovaného oblaku plazmatu – koronární ejekci hmoty.

Z předchozích odstavců vyplývá, že magnetické pole hraje v případě sluneční aktivity rozhodující roli. Podle současné představy o slunečním dynamu vznikají silná lokální pole zesilováním slabého globálního pole turbulentními pohyby v konvektivní zóně. Globální magnetické pole se zřejmě vytváří v hraniční vrstvě mezi vrstvou v zářivé rovnováze a konvektivní zónou. Podle helioseismických měření se v této vrstvě výrazně mění úhlová rychlost v radiálním směru, což je motorem globálního dynamu.

Podpovrchové konvektivní zóny lze nalézt u všech hvězd pozdních spektrálních typů na hlavní posloupnosti, její mohutnost roste s klesající povrchovou teplotou hvězdy. Jsou tedy všechny hvězdy pozdních spektrálních typů magneticky aktivní? Zatím na tuto otázku neexistuje jednoznačná odpověď. Proti nám hraje fakt, že drtivou většinu hvězd vidíme při libovolném zvětšení v dalekohledu jako zářící body a nejsme schopni rozlišit ani jejich kotouček. Jediným spolehlivým nosičem informace je jejich spektrum.

Naštěstí jsou ze slunečních pozorování známa jistá specifika spektroskopie aktivních oblastí. Tak například koncentrace magnetických polí se v chromosféře projevuje emisí v čarách H a K ionizovaného vápníku. Na obrazech Slunce pořízených přes vápníkový filtr je dobře patrná tzv. vápníková mřížka, která mapuje koncentrace magnetických polí a fakticky ohraničuje jednotlivé supergranulární buňky. Míra emise se mění s cyklem sluneční aktivity, čím je Slunce magneticky aktivnější, tím výraznější vápníková emise je pozorována. Aktivní oblasti a obzvláště eruptivní činnost se zase projevují emisí v čarách vodíku, především v Balmerově čáře H-alfa. Aktivní koróna je odpovědná za převážnou většinu světla nacházejícího se na rentgenových a gama

vlnových délkách. Množství energie vyzařené na krátkých vlnových délkách také přímo souvisí s fází cyklu aktivity. Chladné sluneční skvrny jsou místem výskytu molekulárního oxidu titaničitého.

V šedesátých letech se rozběhla rozsáhlá prohlídka 60palcovým dalekohledem na Mt. Wilsonu, která hledala ve spektrech hvězd právě takové otisky. Prohlídka ukázala, že mnoho testovaných hvězd spektrálních typů F až M vykazuje přítomnost magnetických polí. Ba co víc – u některých z nich magnetická aktivita, měřená intenzitou popsanych spektrálních čar, periodicky kolísala.

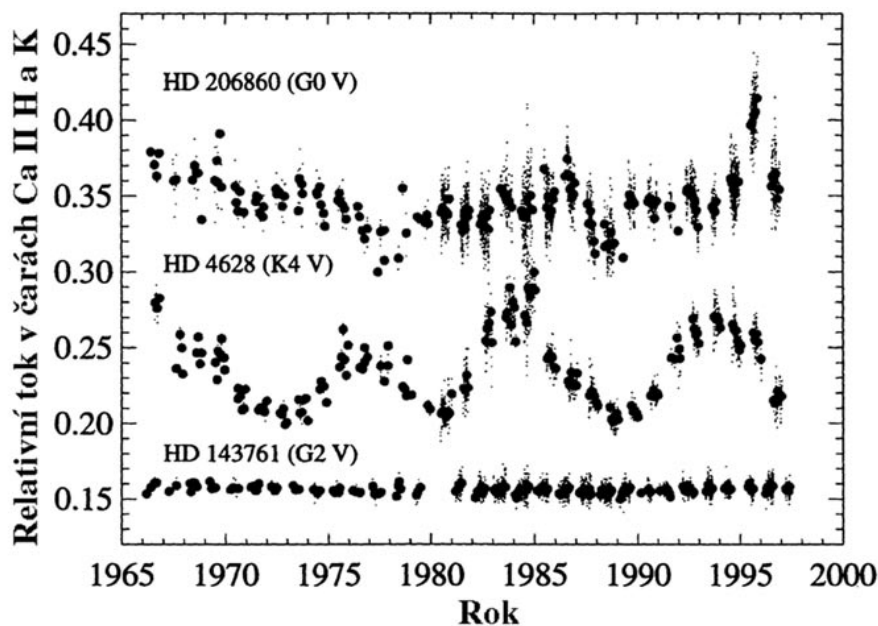
O existenci magnetické aktivity i u jiných hvězd tedy víme již čtyřicet let. Díky pokrokům výpočetní techniky a moderním spektroskopickým metodám jsou však astronomové schopni jít mnohem dále.

Hvězdné skvrny

V roce 1982 dva astronomové, Steven S. Vogt a G. Donald Penrod, pracující na Lickově observatoři, použili pro analýzu světla novou metodu – dopplerovskou to-

mografií. Využívá principu, že spektrální čára mění v závislosti na směru a rychlosti pohybu zdroje vůči pozorovateli svoji vlnovou délku. Přítomnost skvrn ve fotosféře hvězdy se projeví výskytem deformace ve spektrální čáře, z jejíž polohy a tvaru lze odvodit polohu, velikost a teplotu skvrny, která deformaci způsobila.

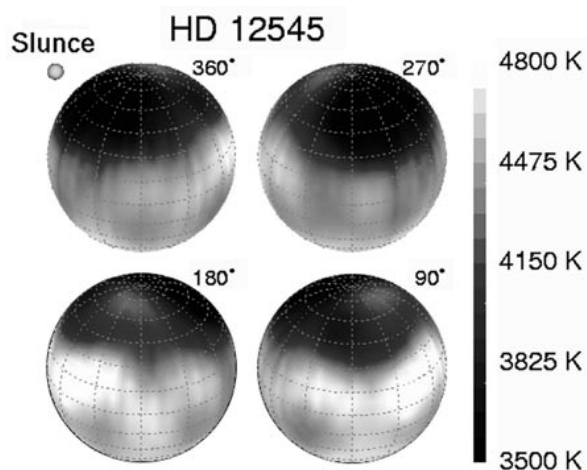
S fantastickou přesností jsou schopny dnešní přístroje ve spojení s počítači mapovat ze spektra pohyb struktur na povrchu hvězdy a sestavovat tak jejich synoptické mapy. S výhodou lze využít vícenásobnosti hvězdného systému, kdy obíhající složka postupně odkrývá povrch mapované hvězdy a dopplerovské mapování tak velmi výrazným způsobem ulehčuje. Vogt a Penrod použili tuto metodu poprvé na hvězdný systém HR 1099 (V711 Tau) typu RS CVn, jde o systém dvou rychle rotujících hvězd třídy G a K, a zjistili přítomnost skvrn na podobří sloučce, které zabírají přes deset procent povrchu. Některé z nich se nacházejí v rovníkové oblasti jako skvrny na Slunci, jiné byly detekovány v polár-



Tři typy trendu toku v magnetických čarách Ca II H a K: proměnný, periodický a neproměnný.

Hvězda HD 206860 (HN Peg) vykazovala při spektroskopických pozorováních několikanásobně intenzivnější emisí v čarách H a K, než by vykazovalo Slunce, kdybychom se na něj dívali jako na bodový zdroj světla. HN Peg je Slunci-podobná hvězda třídy G0V s rotační periodou přibližně 4,7 dne. Spektroskopická pozorování provedená v několika čarách prokázala prostorovou souvislost mezi fotosférickými tmavými skvrnami a chromosférickými zjasněními v čarách Ca II H a K.

Obrovské tmavé skvrny byly pozorovány ve fotosférách proměnných hvězd typu T Tau, mladých hvězd, u nichž se ještě neustavila hydrodynamická rovnováha a nedostaly se tak ještě na hlavní posloupnost. Zdá se, že právě chladné oblasti jsou příčinou jejich proměnnosti. A to jednak jejich geometrické, ale i termodynamické změny. Hvězdy typu T Tau vykazují též poměrně vysokou chromosférickou aktivitu, zřejmě erupce a protuberance a také neustálé koronární toky – hvězdný vítr.



Podrobnému zkoumání byla podrobena i hvězda HD 12545 (XX Tri). Jde o obra spektrální třídy K0III 8. hvězdné velikosti, ležícího ve vzdálenosti 197 světelných let s povrchovou teplotou 4 750 K. Hvězda má poloměr přibližně jedenáctkrát větší, než je poloměr Slunce, a rotuje s rovníkovou obvodovou rychlostí 28 km/s (Slunce necelé 2 km/s); kolem své osy se otočí jednou za 24 dní. Detailní dopplerovské mapy ukazují na přítomnost obrovské tmavé skvrny, zaujímající přibližně 11 % povrchu hvězdy (rozměr je přibližně 12x20 poloměrů Slunce), v níž teplota dosahuje přibližně 1 320 K. Kromě této obrovské chladné oblasti byla nalezena ještě jedna, zabírající jen 2,3 % povrchu hvězdy, s teplotou 4 000 K. Kromě těchto byla identifikována i horká skvrna s velikostí 3,5 % povrchu hvězdy v rovníkových oblastech (v asterografické délce přesně naproti oběi tmavé skvrně), jejíž efektivní teplota je přibližně 5 100 K. Podle vědců může dojít k narušení magnetické rovnováhy hvězdným průvodcem, červeným trpaslíkem obíhajícím ve vzdálenosti asi čtyř poloměrů primární složky, jehož přičiněním vznikly protilehlé skvrny (chladná a horká).

ních oblastech a to není na Slunci obvyklé. Opakovaná měření ukázala, že skvrny se po povrchu hvězdy pohybují, na rozdíl od Slunce spíše směrem k pólům, a že zřejmě došlo i k interakci dvou skvrn a následnému zániku jedné z nich.

Ve svých počátcích metoda nebyla schopna rozlišit menší skvrny u pomalu rotujících hvězd. V kombinaci s matematickou dekonvolucí obrazu jsou vědci schopni dnes rozlišit již i skvrny odpovídající velikostí extrémním slunečním skvrnám i u pomaleji rotujících hvězd. S využitím takto detailní metody jsme schopni odhalit dokonce diferenciální rotaci jiných hvězd. Ta byla potvrzena například u hvězd AB Dor nebo PZ Tel.

Pro získání představy o spolehlivosti metody byly její výsledky ověřovány i jinými přístupy a ukázalo se, že všechny metody se v rámci svých chyb shodují. Mapování ukázalo, že existují dva typy aktivních hvězd. Hvězdy se slabou aktivitou jako Slunce, na jejichž povrchu se vyskytují menší skvrny, světelné změny způsobené takovými skvrnami jsou řádu milimagnitud, a hvězdy se silnou aktivitou, v jejichž fotosférách lze pozorovat obrovské skvrny, které mohou vyvolávat světelné změny řádu desetin magnitudy. Bohužel nevíme, jestli jsou fotosféry hvězd druhého typu pokryty pouze obrovskými skvrnami, nebo jestli jsou doprovázeny i větším

množstvím menších skvrnek a tvoří podobně jako na Slunci komplikovanou aktivní oblast. Obrovským překvapením byla existence obrovské skvrny v polárních oblastech mnohých hvězd. Výzkum provedený Klausem Strassmeierem v roce 2001 ukazuje, že z 53 zkoumaných hvězd, samostatných i vícenásobných, jich 32 vykazuje přítomnost skvrn ve velmi vysokých šířkách. Jejich existence byla prokázána u dvojhvězd typu RS CVn, u hvězd typu T Tau, ale také u rychle rotujících hvězd na hlavní posloupnosti např. AB Dor, LQ Hya, EK Dra a též na dvou hvězdách z Plejád spektrální třídy K. Déletrvajícím pozorování ukázala, že na zmíněných hvězdách dochází k mohutnému tečení hmoty směrem k pólům a tím odnosu magnetických oblastí do polárních končin, kde se spojují do jedné obrovské polární magnetické čepičky.

Dlouhodobé sledování vybraných hvězd ukázalo, že výskyt skvrn se často periodicky mění v periodách od 2,6 let do delších, než byla délka studie (cca 20 let). Ze 111 vybraných hvězd 50 tyto cykly vykazuje. Zbývající jsou buď necyklické, nebo je délka jejich skvrnových cyklů výrazně delší než doba sledování. U jednoho rychle se měnícího exempláře bylo dokonce pozorováno vysazení cyklu, jako analogii můžeme u Slunce najít např. Maunderovo minimum v letech 1645-1715.

Extrémní erupce

Sluneční erupce jsou podle zářivého toku v rentgenovém pásu 0,1 až 0,8 nm rozdělovány do tříd A, B, C, M a X. Aby byla erupce klasifikována jako velmi silná, čili zařazena do třídy X, musí činit rentgenový tok v popsaném energetickém pásu alespoň 10^{-4} Wm^{-2} . V období maxima sluneční činnosti se vyskytují běžně erupce třídy X5 až X10, výjimečně erupce silnější. Nejsilnější zaznamenaná erupce se odehrála 4. listopadu 2003 za okrajem slunečního disku a byla klasifikována jako X28, byť je tento údaj vzhledem k mnoha okolnostem považován za podhodnocený. Takto silné erupci odpovídá rentgenový tok v řádu $0,1 \text{ Wm}^{-2}$ a kdyby se odehrála na sluneční polokouli natočené k Zemi, jistě by znepříjemnila život na Zemi a v jejím blízkém okolí mnohými výpadky elektroniky. Kde je hranice mohutnosti slunečních erupcí, nikdo neví. Nicméně organismy na Zemi přežívají již několik miliard let, což je dobrou známkou toho, že sluneční erupce nikdy nebyly dost silné na způsobení takového globálního efektu.

Máme ale vlastně z pekla štěstí. V lednu 1999 totiž astronomové z Yale university oznámili, že našli devět sluncipodobných hvězd např. κ Cet, MT Tau v blízkosti Plejád, o Aql a 5 Ser, u nichž pozorovali erupce, které by významně narušily život na planetě Zemi.

U sledovaných hvězd byly pozorovány energetické výrony, při nichž se uvolnilo desetmilionkrát více energie než při těch nejenergetičtějším jevech na Slunci (10^{27} až 10^{31} J energie).

Studované hvězdy se nacházejí do 100 světelných let od Slunce, a nemají tak na Zemi žádný vliv. Potvrzuje se však dávná

Co by se stalo, kdyby se na Slunci nastala taková super-erupce? Země by se dostala do masivní částicové rázové vlny s vysokou teplotou, planeta by byla zcela zaplavena gama a rentgenovým zářením. Elektronika na obíhajících družicích by se roztavila a ovlivněna by byla i všechna elektronika pozemská – pravděpodobně by zkolabovaly všechny energetické sítě. Polární záře by zahltily oblohu od pólů k rovníku. Jenže co hůř – až na dva roky by se rozložilo až 80 % ozonu, který ochraňuje život na Zemi před škodlivými účinky ultrafialového záření. Ztráta ozonové vrstvy by s největší pravděpodobností vedla k přerušení potravního řetězce a k masivnímu vymírání.

Korónu rozhodně nelze považovat za vrstvu stabilní. Je totiž velice dynamická a neustále se rozpíná do volného prostoru ve formě slunečního větru. Ten má u Slunce dvě složky – pomalou 450 km/s, uniká z oblastí, které jsou při pohledu v rentgenu jasné, tedy teplejší, a rychlou 850 km/s, ta uniká z koronálních děr. Tento fakt by se mohl zdát jako paradox, jednoduchá aplikace bolzmannovské statistiky by napovídala, že tomu musí být naopak, tedy že rychlý vítr uniká z teplejších oblastí koróny. Situace je ale díky nerovnováznému stavu komplikovanější především v tom, že takzvané zářivé ztráty, tedy ta část energie, která se uvolní ve formě světelného záření, jsou závislé na druhé mocnině hustoty, ale jen mírně na teplotě. V oblastech koronálních děr je tak hustota výrazně menší, než v oblastech koronálních paprsků, zde jsou částice „drženy a zahušťovány“ magnetickým polem.

domněnka, že podobné jevy se u slunci-podobných hvězd stávat mohou a že jsou zcela běžné. Již na konci třicátých let 20. století byly fotograficky zachyceny optické erupce u chladných hvězd spektrální třídy M, při nichž se objekt zjasnil na několik minut o jednu až dvě magnitudy. Mohutné erupce jsou registrovány také u hvězd typu T Tau, u nichž lze pozorovat energetické výrony řádu 10^{28} - 10^{29} J. Náhlá zjasnění připisovaná ekvivalentům erupcí se vyskytují též u proměnných hvězd typu W UMa nebo u některých mirid. U hvězd podobných Slunci na hlavní posloupnosti však tento fenomén doposud potvrzen nebyl.

Pozorované super-erupce trvaly od hodin až do jednoho týdne a způsobily zjasnění hvězdy až na tisícinásobek její normální svítivosti. Proč ale některé hvězdy spektrálního typu G vykazují erupce velmi mohutné a jiné prakticky žádné? Domněnek je samozřejmě více. Jako vysoce pravděpodobná se ukazuje přítomnost gigantických planet o velikosti Jupitera a větších na oběžných drahách s velmi malou poloosou. Takto specifikované oběžnice, zřejmě též vybavené silným magnetickým polem, by totiž mohly mít velký vliv na natahování nebo zamatávání magnetických siločar na hvězdě a na ukládání energie do jejich nestabilní konfigurace. Při překročení rovnováhy se pole magnetickou rekonexí dostane do stabilnější konfigurace a energii uvolní ve formě proudu částic a elektromagnetic-

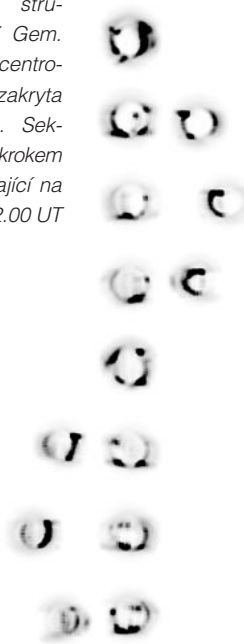
kého záření. Tato myšlenka perfektně vysvětluje, proč se u Slunce nic podobného nestává. Jupiter i Saturn sice mají silná magnetická pole, ale jsou natolik daleko od Slunce, že o nějaké vzájemné interakci nemůže být vůbec řeč.

Magnetické koróny

Jak již bylo řečeno, sluneční magnetismus zasahuje až daleko do koróny. Sluneční koróna je vrstvou velmi řídkou a velmi teplou. Důvod vysoké teploty v koróně je víceméně nejasný. Donedávna se soudilo, že je to způsobeno disipací zvukových vln, které vznikají v fotosférických vrstvách díky konvekci. Výpočetní odhady ale ukázaly, že tento zdroj by byl zřejmě nedostatečný. V současnosti je všeobecně přijímanou teorií ohřevu koróny ohmická disipace. Podél magnetických smyček do koróny totiž musí téci velmi silné elektrické proudy a odpor plazmatu se podél smyčky výrazně mění. Tepelné energetické ztráty díky odporu by mohly být dostatečné k ohřevu koróny až na tak vysokou teplotu, jaká se měří.

Popis v předchozích odstavcích nenaznačuje, že by koróna měla být specifikem jen Slunce. Důkazy o koronární aktivitě u jiných hvězd jsou známy již dlouho – především díky výskytu vysoce ionizovaných prvků ve spektru. Avšak až s nebývalým rozvojem rentgenové astronomie zásluhou družic Chandra a XMM-Newton se podařilo některé koróny skutečně zobrazit.

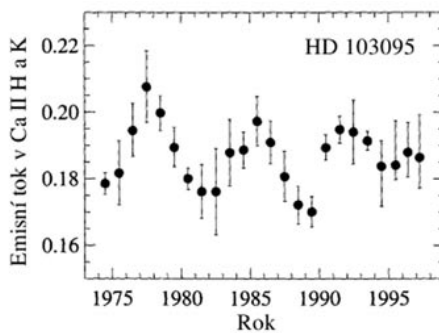
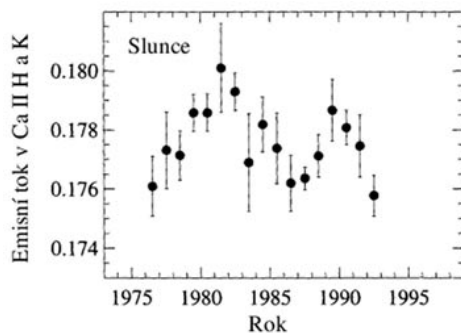
Model koronálních struktur dvojhvězdy YY Gem. Primární hvězda je centrována a ve fázi 0,0 zakryta sekundární složkou. Sekvence je sestavena s krokem 0,125 ve fázi, začínající na fázi 0,0 (odpovídá 12.00 UT 25. 4. 2000).



První takovou hvězdou byla YY Gem, o níž budeme pojednávat následující odstavce.

YY Gem je součástí šestinásobného systému hvězdy Castor, druhé nejjasnější hvězdy souhvězdí Blíženců, ležící ve vzdálenosti 37 světelných let. Již v amatérských dalekohledech je možné rozlišit Castor na dvě hvězdy spektrálního typu A, které okolo sebe oběhnou jednou za 467 let. Jejich zdánlivá vzdálenost činí 3,9". Zhruba 1' k jihu od této dvojice se nachází červený trpaslík spektrálního typu M – YY Gem. Každá z této trojice hvězd je dvojitá. Jasnější z obou A hvězd je doprovázena zřejmě K trpaslíkem na vysoce excentrické oběžné dráze, druhá A hvězda má podobného, zřejmě mírně chladnějšího, průvodce na kruhové dráze. YY Gem (Castor C) je tvořena dvojití trpaslíků spektrální třídy M – obě hvězdy jsou si zřejmě velmi podobné i v charakteristikách s hmotnostmi přibližně 0,60 Slunce, poloměry kolem 0,60 Slunce a efektivní teplotou 3 800 kelvinů, které se navzájem oběhnou za 19 hodin. Náhoda tomu chtěla, abychom oběžnou dráhu trpaslíků sledovali „ze strany“, takže každých 9,5 hodiny je jeden z trpaslíků téměř zakryt svým průvodcem.

Castor svoji nádhru odhalil až v rentgenové části spektra. Družice XMM-Newton pozorovala tento systém po jeden celý den v dubnu 2000. Dlouho bylo známo, že Castor je v rentgenovém oboru spektra jasným objektem, ale až pozorování XMM-Newton ukázala, jak která ze složek přispívá. Snímky jednoznačně ukazují dva zdroje rentgenového záření v místech obou A hvězd, což uzavřelo debatu o tom, zda jsou tyto



Srovnání chování emise v čarách H a K v průběhu času pro Slunce (G2V) a HD 103095 (G8Vp).

hvězdy magneticky aktivní nebo ne. Avšak dvojice s označením YY Gem se ukázala mnohem významnějším rentgenovým zdrojem než obě A hvězdy dohromady. Rentgenový tok naznačuje u obou složek existenci více než 10 milionů kelvinů teplé koróny. Dlouhodobá pozorování dokonce ukázala, že všechny tři rentgenové zdroje, v případech obou A hvězd se jedná o jejich neviditelné trpasličí průvodce, v průběhu času blikají, což indikuje přítomnost erupční aktivity. Frekvence pozorovaných erupcí jsou až překvapivé – za celý pozorovací den se v datech nenašel interval, kdy by byl měřený rentgenový tok konstantní.

Skutečnost, že oba trpasličí tvořící YY Gem se jednou za 9,5 hodiny zakryjí, znamená, že při každém zákrytu zmizí z detektoru přibližně na jednu hodinu rentgenové spektrum jedné složky. To umožňuje provést inverzi získaných spekter a získat tak jedinečnou informaci o korónách obou hvězd. S využitím počítače je pak možné zkonstruovat geometrický model dvojice trpaslíků a mapovat tak rozložení hmoty v jejich atmosférách. Některé analýzy již dříve získaných světelných křivek naznačují, že by se ve středních šířkách fotosfér obou trpaslíků mohly vyskytovat ekvivalenty slunečních skvrn – ostatně jejich přítomnost lze předpokládat s ohledem na prokázanou magnetickou aktivitu obou složek.

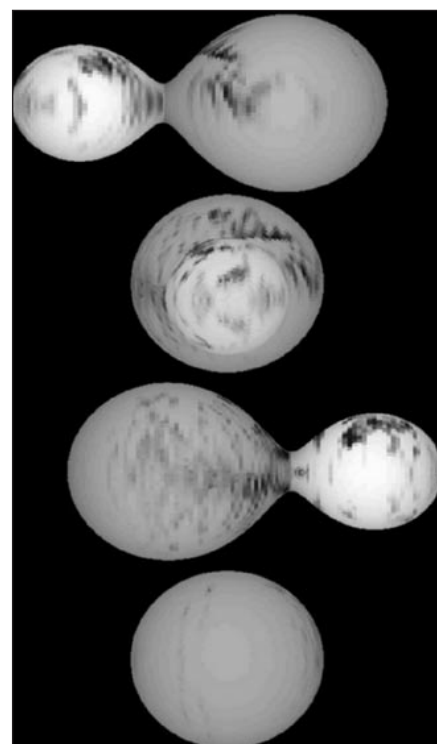
Rekonstrukce tvaru korón u dvojhvězdy YY Gem je první vlašťovkou naznačující, že s využitím moderních výpočetních metod a dat s dobrým rozlišením lze získat nové a zásadní informace. Z pozorování je známo mnoho dalších

podobných systémů, např. CM Dra nebo CU Cnc. Tvary korón byly modelovány též např. u dvojhvězdy AR Lac – kombinace hvězd K0IV a G2IV.

Skomírající Slunce

Všechny indicie naznačují, že magnetická aktivita našeho Slunce není ve hvězdné zoo žádnou výjimkou. Nejružnější projevy magnetické aktivity byly pozorovány u hvězd spektrálních typů mezi F5 a M5. Na teplejší hranici se začíná vytvářet podpovrchová konvektivní zóna, zatímco na chladnější hranici zmíněného intervalu se hvězda stává plně konvektivní. Ze současných modelů vyplývá, že proces generace magnetického pole je neefektivnější v hraniční vrstvě mezi vrstvou v zářivé rovnováze a konvektivní vrstvou. Hvězdy chladnější než M5 pak nemají žádnou, nebo jen velmi slabou magnetickou aktivitu.

Bylo pozorováno, že aktivita slunci-podobných hvězd výrazně roste s rychlostí rotace. Důležitým indexem je zřejmě tzv. Rosbyho číslo, definované jako podíl periody hvězdné rotace a charakteristické doby, za níž je hmota přenesena konvekcí ode dna konvektivní zóny k fotosféře a zpět. Rosbyho číslo je indexem relativního vlivu Coriolisovy síly na konvektivní toky hmoty a tak vzniku diferenciální rotace. Malé Rosbyho číslo znamená větší efektivitu zesilování magnetických polí ve fotosféře a tudíž větší stelární aktivitu. Rychle rotující hvězdy vykazují příznaky vysoké magnetické aktivity (měřené např. emisí v čáře CaII K), u velmi rychle rotujících hvězd se jejich aktivita chová často nepravidelně a prakticky není možné mluvit o nějakém magnetickém cyklu.

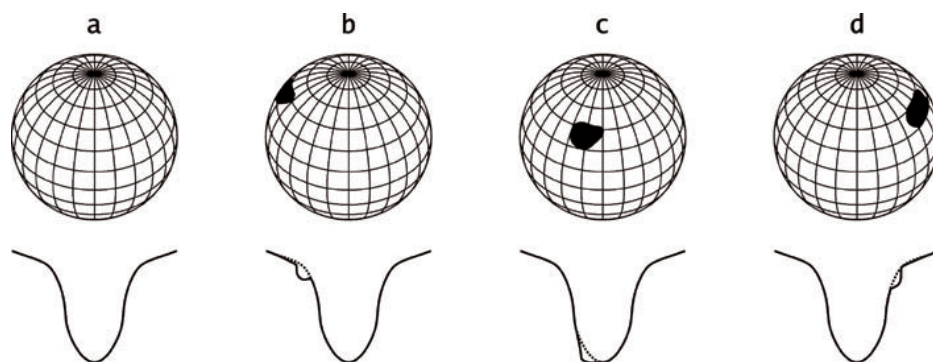


Sekvence rekonstruovaných snímků hvězdy AE Phe z 12. 11. 2002. Obrázky jsou vypočteny pro fáze 0,25, 0,5, 0,75 a 1,0. Tato kontaktní dvojhvězda má periodu 8 hodin 41 minut. Ve fotosférách obou komponent lze pozorovat skvrny. Jednotlivé skvrny se vyvíjejí na časové škále dní, což indikuje velmi rychlý vývoj. Podle Barnes et al., MNRAS, 348 (2004), 1321.

Ve srovnání s jinými hvězdami je sluneční aktivita jen skomírajícím ekvivalentem. I to je zřejmě jeden z důvodů, proč se v přilehlé planetární soustavě mohl rozvinout život. Studium stelárních aktivit získávají astronomové cenné informace o vývoji charakteru aktivity v závislosti na stádiu hvězdného vývoje, což napomáhá pochopení slunečního magnetismu. Sluneční a stelární fyzika tak k sobě mají velmi blízko, protože Slunce není nic jiného než hvězda, pouze je shodou okolností dostatečně blízko, abychom ji mohli detailně studovat.

Literatura:

- Baliunas, S. L., Vaughan, A. H.: *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 23 (1985) 379–412.
- Foukal, P. V.: *Solar Astrophysics*, 2nd rev. ed., Weinheim, Wiley-VCH, 2004.
- Güdel, M., Audard, M., Magee, et al.: 2001, *Astron. Astrophys.*, 365, 344–352.
- Schaefer, B. E., King, J. K., and Deliyannis, C. P.: *Astrophys. Journal*, 529 (2000) 1026–1030.
- Vogt, S. S., Penrod, G. D.: *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 95 (1983) 565–576.



Základní principy dopplerovské tomografie. a – spektrální čára rozšířená rotací hvězdy; b – na východním okraji se objevuje ve fotosféře hvězdná skvrna, v profilu čáry se projevuje deformací; c, d – s pohybem skvrny po viditelné polokouli, způsobeným rotací hvězdy, se posunuje i deformace v profilu spektrální čáry.