

STAVBA SLNKA A MODELY JEDNOTLIVÝCH VRSTIEV

Kučera Aleš, RNDr., CSc.

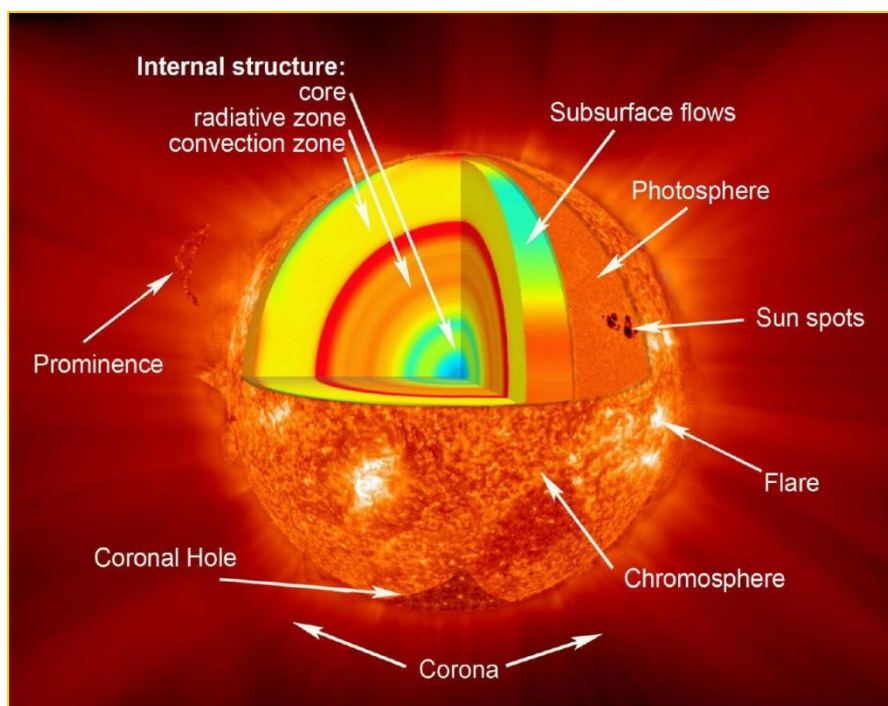
akucera@astro.sk

Astronomický ústav Slovenskej akadémie vied, Tatranská Lomnica

1. Úvod

Slnko je najbližšia hviezda k Zemi, vzdialená iba 8 svetelných minút (150 miliónov kilometrov), a preto je pochopiteľné, že je aj najlepšie preskúmanou hviezdou vo vesmíre. Druhá najbližšia hviezda k Zemi, Proxima Centauri, je vzdialená viac ako 4 svetelné roky a nie je ani viditeľná voľným okom. Tajomstvo úspechu našich znalostí o Slnku tkvie vo veľkom priestorovom rozlíšení slnečného povrchu a v dostatku svetla prichádzajúceho zo Slnka. Veľké rozlíšenie nám umožňuje vidieť jemné detaily štruktúr v slnečnej atmosfére a dostatok svetla zo Slnka dovoľuje používať veľké spektrografy a polarimetre na kvalitnú analýzu spektrálnych čiar a na rýchle časové snímkovanie. Pomocou špeciálnych pozorovaní a modelov vieme zistiť aj vnútornú stavbu Slnka.

V tomto príspevku sa budeme venovať v prvej kapitole produkcii a šíreniu energie, slnečným neutrínam, helioseizmológii a modelom slnečného vnútra. V druhej kapitole sa presunieme na slnečný povrch a povieme si niečo o fotosfére a modeloch slnečnej granulácie. Tretia kapitola je venovaná vyššej vrstve slnečnej atmosféry – chromosfére a štruktúram v nej, t.j. spikulám a erupciám. Nad chromosférou leží tzv. prechodová vrstva a nad ňou nasleduje slnečná koróna, v ktorej pozorujeme protuberancie, erupcie, a výrony koronálnej hmoty. O týchto útvaroch pojednáva štvrtá kapitola. V záverečnej piatej kapitole sa budeme venovať magnetickému poľu Slnka a modelu slnečného dynama. Celkový pohľad na stavbu našej najbližšej hviezdy podáva obr. 1.



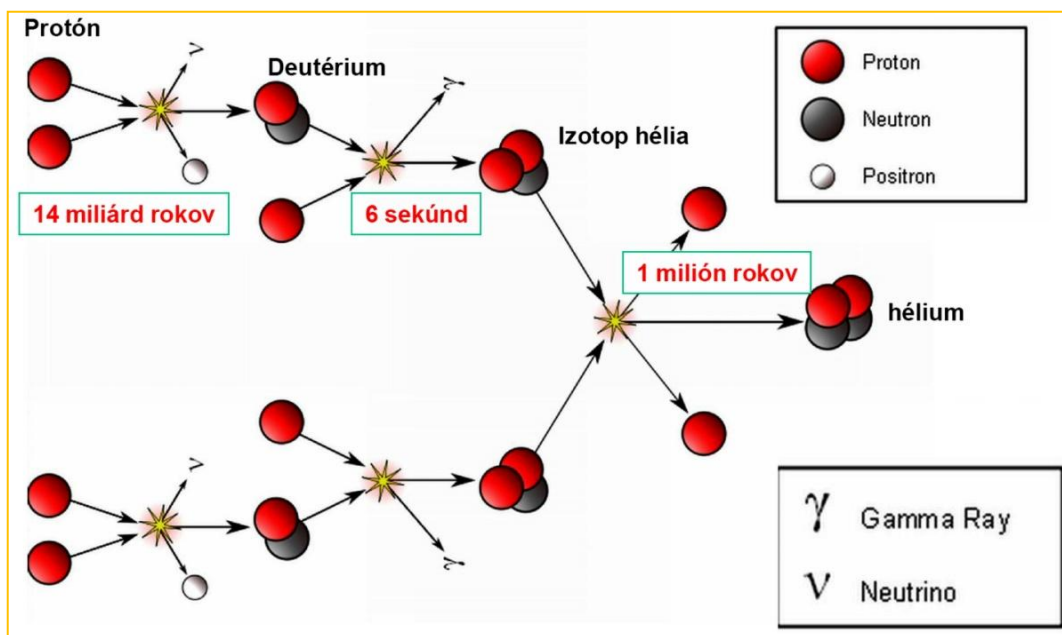
Obr. 1: Stavba Slnka. Popis jednotlivých štruktúr zľava doprava: jadro, žiarivá zóna, konvektívna zóna, protuberancia, koronálna diera, koróna, chromosféra, erupcia, slnečné škvrny, fotosféra, podpovrchové prúdenie.

2. Slnčné vnútro

Pod pojmom slnečné vnútro rozumieme všetky štruktúry a deje odohrávajúce sa pod slnečným povrchom. Najhlavnejším je slnečné jadro, kde dochádza k produkcii energie a vznikajú tam aj neutrína. Transport vyrobenej energie z jadra do vyšších vrstiev slnečného telesa sa spočiatku deje prenosom žiarenia cez žiarivú zónu, potom sa dostáva energia do konvektívnej zóny, kde sa prenos odohráva pomocou konvektívnych prúdení a na záver sa energia dostáva na slnečný povrch odkiaľ je takmer všetka vyžiarená vo forme elektromagnetického žiarenia. Iba jedna desaťtisícina energie, ktorá bola dopravená k slnečnému povrchu sa šíri ďalej do vyšších vrstiev slnečnej atmosféry vo forme vlnenia, a prúdenia častíc.

Slnečné jadro, tvorba energie a neutrín

V jadre Slnka prebiehajú zložité termojadrové reakcie, pri ktorých zo štyroch atómov vodíka vzniká jeden atóm hélia. Na obr. 2 je znázornená základná protón-protónova (PP) reakcia.



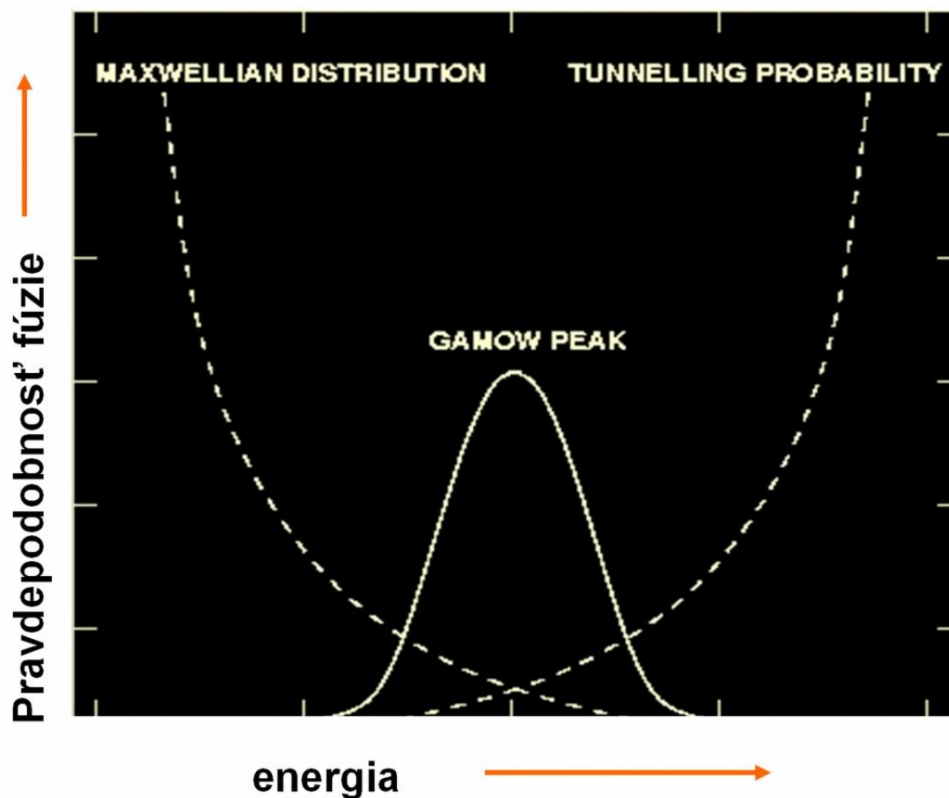
Obr. 2: Základná termojadrová reakcia vo vnútri Slnka, PP-cyklus. Dva protóny vytvoria deutérium, potom, po spojení s ďalším protónom vytvoria izotop hélia a po spojení dvoch izotopov hélia vznikne hélium a dva protóny sa vrátia do okolitého prostredia. Naznačené sú aj doby, za aké každý konkrétny proces nastáva.

Najkomplikovanejším krokom v celom reťazci PP reakcie je zrážka dvoch protónov, ktoré vytvoria deutérium. Pravdepodobnosť takéhoto spojenia je veľmi malá a je potrebná veľká energia, t.j. veľká rýchlosť pohybujúcich sa protónov. Keďže protóny majú rovnaký náboj, odpudivá elektrostatická sila tzv. Coulombova bariéra bráni ich tesnému priblíženiu. Veľkosť Coulombovej bariéry je daná vzťahom:

$$C_{bar} = (Z_1 Z_2 e^2) / (4 \pi \epsilon_0 r^2) = 1,4 \text{ MeV (megaelektrónvoltov)} = 2,3 \times 10^{-15} \text{ J (Joule)},$$

kde Z_1 a Z_2 sú elektrostatické potenciály dvoch protónov, e je náboj elektrónu = $1,6 \times 10^{-19} \text{ C}$, ϵ_0 je permitivita vákua = $8,85 \times 10^{12} \text{ C}^2 \text{ N}^{-1} \text{ m}^{-2}$ a r je vzdialenosť dvoch protónov. Aby sme

dali časticiam – protónom dostatočnú energiu na prekonanie Coulombovej bariéry, museli by sme plazmu v jadre Slnka zohriať na teplotu $1,6 \times 10^{10}$ K, čo je tisíckrát viac ako je skutočná teplota v slnečnom jadre ($1,5 \times 10^7$ K). Ako je teda možné, že v Slnku dochádza k termojadrovej reakcii? Vysvetlenie podáva kvantová mechanika, kde sa dá ukázať, že pomocou tzv. tunelového javu môže dôjsť k prekonaniu Coulombovej bariéry aj pri nižších energiách. Pravdepodobnosť tohto tunelového javu začína od určitej teploty – energie a rastie so zvyšujúcou sa energiou (obr. 3). K termojadrovej reakcii však potrebujeme aj vysokoenergetické častice, t.j. častice s veľkou rýchlosťou. Ich množstvo v plazme udáva Maxwellove rozdelenie rýchlostí, z ktorého vyplýva, že najviac častíc má priemernú, relatívne malú rýchlosť (energiu), a tých veľmi rýchlych (energetických) častíc, ktoré sú potrebné pre termojadrovú reakciu je málo (obr. 3). Pravdepodobnosť reakcie je potom daná tzv. Gamowovým píkom (obr. 3). Je to vlastne prienik oblasti vysokoenergetických častíc s oblasťou dostatočnej pravdepodobnosti tunelového javu.



Obr. 3: Gamowov vrchol. Čím väčšiu energiu častice majú, tým ich je v plazme menej (ľavá krivka) a čím je energia – teplota plazmy väčšia, tým je aj pravdepodobnosť tunelového javu väčšia (pravá krivka). Termojadrová reakcia prebieha iba tam, kde je ešte dostatok vysokoenergetických častíc, ale zároveň už je aj určitá pravdepodobnosť tunelového javu. (cit: http://www.vikdhillon.staff.shef.ac.uk/teaching/phy213/phy213_fusion2.html).

Z kvantovo-mechanických výpočtov vyplýva, že v podmienkach slnečného jadra sa jednému protónu podarí prekonať Coulombovu bariéru, t.j. spojiť sa s druhým protónom približne až po 10^{27} nárazoch. Za 1 sekundu urobí protón 10^{10} nárazov, takže za celú existenciu Slnka (desať miliárd rokov) sa mu podarí iba jedenkrát úspešne spojiť s druhým protónom. V Slnku ale máme obrovské množstvo protónov, takže aj pri takejto malej pravdepodobnosti spojenia dvoch konkrétnych protónov je vždy dostatok častíc, ktorým sa to podarí a termojadrová reakcia môže kontinuálne prebiehať. Energia však nemôže vznikáť z ničoho,

ale potrebujeme hmotu, ktorá sa v Slnku premieňa na energiu podľa známej Einsteinovej rovnice

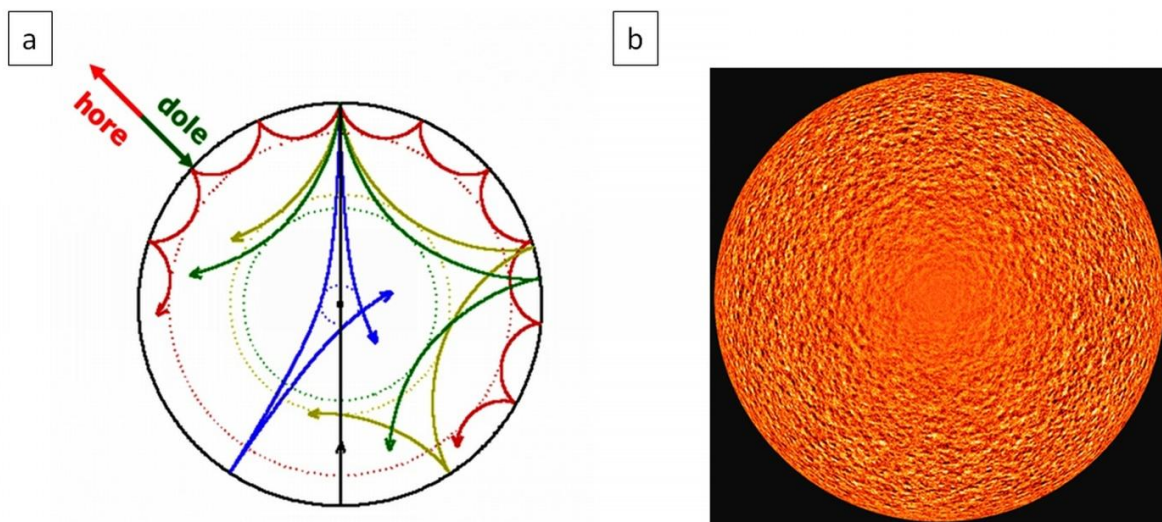
$$E = mc^2,$$

kde m je hmotu a c je rýchlosť svetla. Dlho sa nevedelo zistiť, kde by sa mohla taká hmotu v jadre Slnka získať. Táto hmotu sa „našla“ až v r. 1920, keď Francis William Aston zistil, že hélium, ktoré vznikne zo štyroch protónov má o 0,7% menšiu hmotnosť oproti súčtu hmotností pôvodných štyroch protónov. V Slnku sa každú sekundu premení približne 700 miliónov ton vodíka na 696 miliónov ton hélia a 4 milióny ton „ušetrenej“ hmoty sa premenia na energiu t.j. na fotóny a neutrína. Celá hmotu Slnka by tak vystačila na 100 miliárd rokov. Reálne sa však termojadrovej reakcie zúčastňuje iba 1/10 hmotnosti Slnka – tá v okolí jadra, avšak aj to stačí na to, aby Slnko žiarilo 10 miliárd rokov.

Fotónom, ktoré vznikli pri termojadrovej reakcii trvá cesta zo stredu Slnka na jeho povrch stotisíce rokov. Na rozdiel od toho, neutrína, ktoré vznikajú súčasne s fotónmi pri reakciách v centre Slnka sa dostanú zo stredu Slnka až k nám za 8 minút a informujú nás o tom, čo sa tam deje práve teraz. Neutrína pri prechode cez hmotu s ňou takmer nereagujú, a preto ľahko preniknú cez celé slnečné teleso. Avšak, práve pre túto ich vlastnosť je ich zachytenie a pozorovanie veľmi ťažké, ale nie nemožné. Používame na to veľké a drahé neutrínové detektory. Počet neutrín pri Zemi je $6 \times 10^{14} \text{ m}^{-2} \text{ s}^{-1}$. To znamená, že za 1 sekundu prejde cez ľudskú dlaň 7 biliónov neutrín. Počet neutrín zo Slnka zachytený detektormi bol o 1/3 až 1/2 menší než by mal byť podľa výpočtov štandardného modelu Slnka. Tento nesúlad bol podnetom na ďalší rozvoj kvantovej fyziky neutrín. Zdá sa, že problém je v samotnom neutríne. Má rôzne formy existencie a detektory zachytávajú iba určité druhy neutrín.

Helioseizmológia

Helioseizmológia je veda skúmajúca vnútorné časti Slnka pomocou analýzy kmitania slnečného povrchu. Na povrchu Slnka pozorujeme milióny kmitov. Sú to oscilácie slnečného povrchu. Vznikajú tak, že slnečným telesom sa šíria vlny, a vždy keď vyjdú na povrch, vytlačia plazmu smerom hore a potom plazma v tom istom mieste klesne späť smerom dole. Tak sa slnečný povrch rozkmitá (obr. 4a).

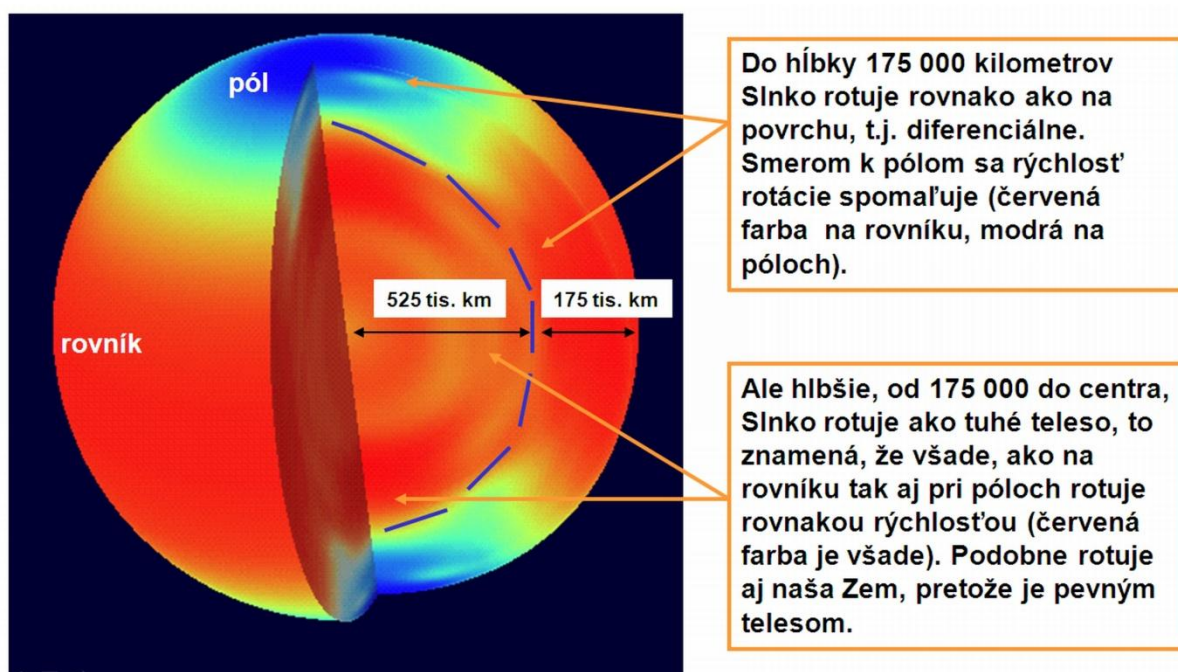


Obr. 4: Slnečné oscilácie – kmitanie slnečného povrchu. a) schéma kmitov a šírenia sa vln. b) slnečný dopplergram. Tmavé miesta sú pohyby slnečného povrchu smerom od nás a svetlé miesta smerom k nám.

Štúdiom kmitov sa dozvedáme o tom, čo sa deje pod slnečným povrchom. Kmity skúmame pomocou dopplergramov – rýchlostných máp. Dopplergram vzniká tak, že na každom mieste na slnečnom disku zmeriame rýchlosť pohybu smerom k nám alebo od nás a v danom mieste nanesieme jej veľkosť. Príklad dopplergramu je na obr. 4b). Časová séria mnohých dopplergramov nám dovoľuje skúmať časový vývoj kmitania slnečného povrchu. Teoretickým základom pre helioseizmológiu je riešenie tzv. *sférickej harmonickej funkcie* popisujúcej kmitanie trojrozmerného telesa,

$$Y_l^m(\theta, \Phi) = (-1)^m C_{lm} P_l^m(\cos \theta) \exp(i m \Phi),$$

ktorá dáva pre každé miesto na povrchu Slnka hodnotu výchylky. Tu θ a Φ sú polárne súradnice miesta na povrchu Slnka, P_l^m je Legendrova (gul'ová) funkcia, C_{lm} je normalizačný člen, stanovený tak, aby celkový integrál harmonickej funkcie $|Y_l^m|^2$ cez celú trojrozmernú sféru bol rovný jednotke. Zjednodušene povedané, normalizačný člen zaručuje, že vlna šíriaca sa po slnečnom povrchu je spojitá, neprerušená. Stupeň l určuje počet vln cez slnečnú sféru a m udáva počet uzlov vlny šíriacej sa okolo slnečného rovníka. Zložitým matematickým aparátom sa rieši časovo závislá forma vyššie uvedenej rovnice súčasne pre milióny kmitov, čím sa získajú poznatky o šírení vln vo vnútri Slnka. Vlny potom ukážu, čo sa deje s plazmou pod slnečným povrchom. Zistili sme ako Slnko rotuje vo vnútri (obr. 5) a objavili sme aj, že plazma tesne pod povrchom cirkuluje od rovníka k pólom a v hlbších vrstvách sa vracia od pólom k rovníku. Dynamika prúdenia plazmy v slnečnom vnútri je zložitá a je závislá aj od fázy 11-ročného slnečného cyklu. Prúdenie plazmy pod slnečným povrchom má zásadný vplyv pri premene magnetického poľa Slnka a pri slnečnom dymane.



Obr. 5: Rotácia na povrchu a vo vnútri Slnka zistená metódou helioseizmológie.

Štandardný model Slnka

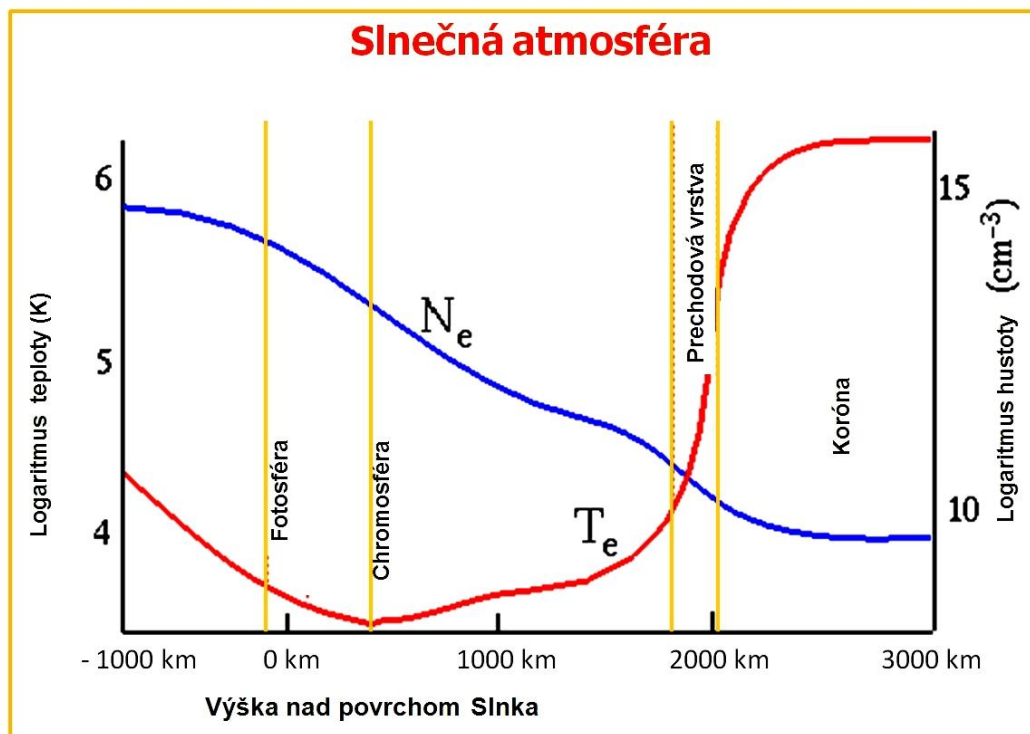
Základným fyzikálnym modelom Slnka je tzv. Štandardný model Slnka (Standard Solar Model - SSM), ktorý predstavuje jednu z najlepšie prepracovaných fyzikálnych teórií a jeho výsledky sú v zhode s pozorovaniami. Základom pre SSM sú 4 hlavné predpoklady:

- 1) **Zloženie:** Na začiatku je homogénne zloženie Slnka (H-vodík (X) = 0,71, He-hélium (Y) = 0,27, "Kovy" (Z) = 0,02. Všetky zmeny v zložení počas $4,6 \times 10^9$ rokov sú v dôsledku termojadrových reakcií.
- 2) **Hydrostatická rovnováha:** Slnko je v hydrostatickej rovnováhe, t.j. v každom mieste je súčet všetkých síl pôsobiacich na vybraný element plazmy nulový.
- 3) **Transport energie:** V hĺbke je transport energie prenosom žiarenia a od 0,71 polomeru Slnka, kde dochádza k prudkému poklesu teploty (veľký gradient teploty), je transport energie uskutočňovaný konvekciou.
- 4) **Produkcia energie:** Energia sa vo vnútri Slnka uvoľňuje termojadrovými reakciami, s prevahou základného PP cyklu.

Výpočet SSM je komplikovaný a zahŕňa aj časový vývoj Slnka od jeho vzniku po zánik. Výsledkom výpočtov je model vo forme tabuľky, kde sú uvedené závislosti základných fyzikálnych veličín (hlavne teploty, hustoty, tlaku, hmotnosti a svietivosti) na slnečnom polomere. Pre ľubovoľný časový okamih existencie Slnka je možné vypočítať uvedenú tabuľku a získať tak závislosti daných veličín na čase počas celého života Slnka. Najvýraznejšou osobnosťou v oblasti počítania Štandardného modelu Slnka bol J.N. Bahcall (1934–2005), ktorý stál aj pri realizácii prvého neutrínového experimentu v 60-tych rokoch minulého storočia, urobeného R. Davisom (Homestake Experiment), kedy bol po prvý raz zmeraný tok neutrín zo Slnka a zistil sa deficit v počte prichádzajúcich neutrín.

3. Slnečná atmosféra

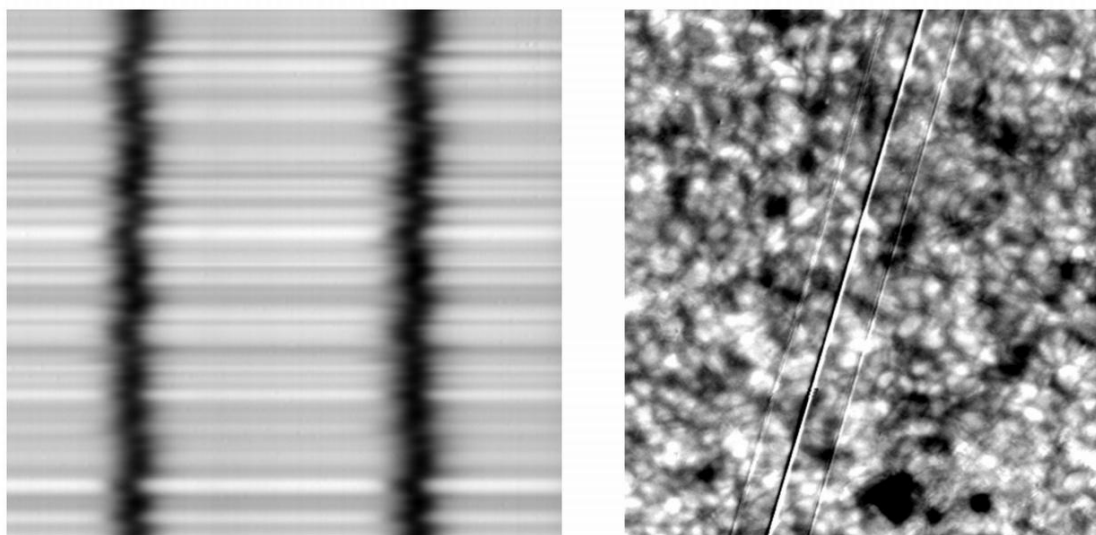
Slnečná atmosféra pozostáva z fotosféry, chromosféry, prechodovej vrstvy a koróny, ktorá siaha ďaleko do medziplanetárneho priestoru – až za našu Zem. Teplota, hustota a ďalšie fyzikálne veličiny sa v jednotlivých vrstvách slnečnej atmosféry výrazne líšia. Teplota vo fotosfére je 5400 K, zatiaľ čo v koróne dosahuje 10^6 K. Hustota elektrónov naopak z hodnoty $10^{14}/\text{cm}^2$ vo fotosfére klesá v koróne o 4 rády na hodnotu $10^{10}/\text{cm}^2$ (obr. 6).



Obr. 6: Model slnečnej atmosféry – závislosť teploty a hustoty na výške atmosféry.

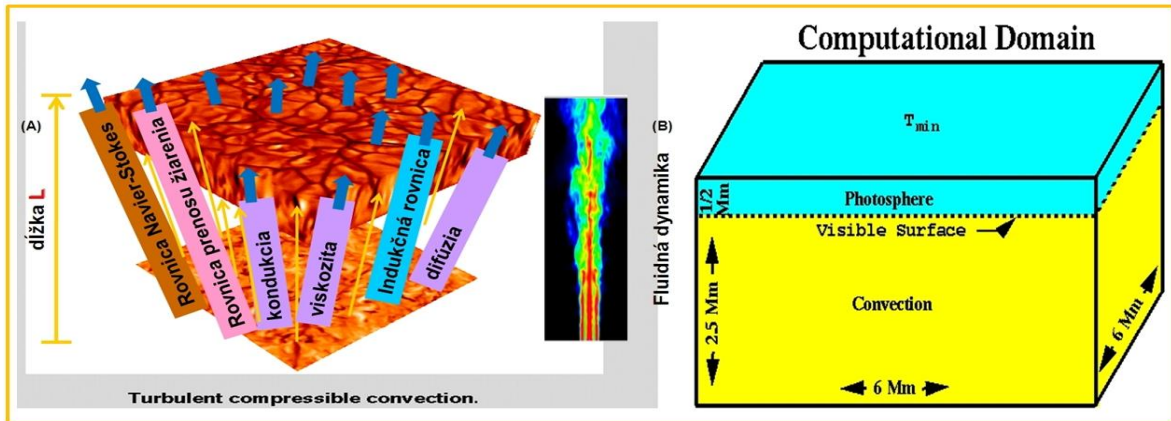
Slnčný povrch, granulácia, fotosféra

Slnčný povrch je tvorený granuláciou. Pozorovaná granulácia je prejavom fyzikálnych podmienok panujúcich pod slnečným povrchom. Slnčné granuly sú vrcholy prúdov plazmy, ktorá prúdi zdola a odovzdáva energiu prinesenú znútra Slnka konvekciou. Ochladená, ťažšia plazma padá na okrajoch granúl naspäť pod slnečný povrch. Energia odchádza z povrchu Slnka hlavne vyžiarением v optickej oblasti elektromagnetického spektra. Priemer jednej slnečnej granuly je okolo 1300 km, životnosť granúl je od 8 do 15 minút a naraz sa na Slnku nachádza približne 2,5 milióna granúl. Obrazy a spektrum granulácie sa dlho nedarilo urobiť, pretože nebol stabilizovaný obraz na štrbine spektrografu. Obraz kmital kvôli chveniu zemskej atmosféry a bol rozmazaný. Až adaptívna optika, ktorá kompenzuje uvedené rušivé javy, umožnila získať kvalitné spektrá slnečnej granulácie. Príklad granulácie a jej spektra ukazujú obr. 7 získaný pracovníkmi Astronomického ústavu SAV na nemeckom Vákuovom vežovom d'alekohľade na Observatório del Teide na Kanárskych ostrovoch.



Obr. 7: Slnčná granulácia s obrazom polohy štrbiny spektrografu (vpravo) a spektrum granulácie (vľavo). Dve zvislé tmavé spektrálne čiary nie sú hladké, ale odzrkadľujú pohyby plazmy. V centre granúl, kde plazma prúdi smerom hore (k nám), je spektrálna čiara posunutá do fialovej časti spektra (doľava) a na krajoch granúl, kde plazma prúdi smerom dole (od nás) je spektrálna čiara posunutá do červenej časti spektra (doprava). To potom spôsobuje charakteristický pílkovitý tvar spektrálnych čiar granulácie.

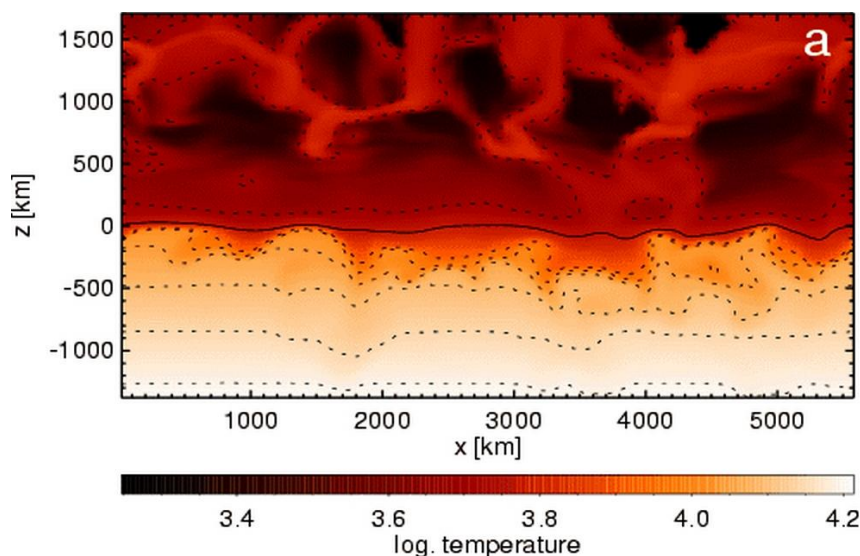
Zo spektier vieme určiť fyzikálne vlastnosti granulácie, ako je napríklad teplota, hustota rýchlosť pohybu plazmy a magnetické pole. Namerané hodnoty sa potom porovnávajú s teoretickými modelmi a simuláciami. Teoretické modely dynamiky a vývoja granulácie sú jedny z najzložitejších fyzikálnych teórií. Ich numerické simulácie vyžadujú stovky hodín výpočtového času na najvýkonnejších počítačoch. Modely sú založené na tzv. *Teórii premiešavania na fixnej dĺžke* (Mixing length theory). Pri modelovaní sa berie do úvahy teória fluidnej dynamiky, stlačiteľnosť plazmy a magnetické pole. Počíta sa prenos energie z hĺbky okolo 2500 km pod slnečným povrchom cez celú fotosféru až do výšky 500 km nad slnečným povrchom. Základom je simultánne riešenie zákonov zachovania hmoty, momentu a energie (rovnica Navier-Stokes), magnetického toku (indukčná rovnica) a toku fotónov (rovnica prenosu žiarenia) a transportu energie prúdením (viskozita), prechodom molekúl (difúzia) a kondukciou v celej výpočtovej doméne (obr. 8).



Obr. 8: Modelovanie slnečnej granulácie. Naznačené riešenia rovníc (vľavo) a výpočtová doména (vpravo).

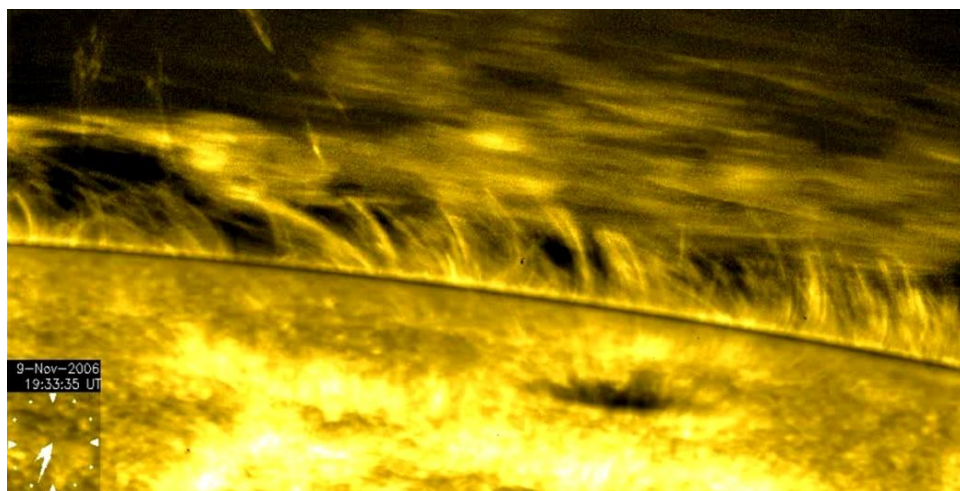
Slnečná chromosféra

Slnečná chromosféra začína od tzv. teplotného minima v slnečnej atmosfére, t.j. od výšky 500 km a siaha približne do 2000 km (obr. 6). Modely slnečnej chromosféry sa počítajú podobne ako modely fotosféry, ale doména musí mať väčšiu výšku nad fotosférou (od -1300 km pod povrchom po +1800 km nad povrchom). V chromosfére výrazne klesá s výškou hustota, a tak sa výpočty modelov pre chromosféru stávajú obtiažne, pretože tam už neplatí lokálna termodynamická rovnováha. Musíme preto použiť detailné výpočty pre obsadenie atómových hladín a teplota už nemôže byť popísaná Planckovou funkciou. V chromosfére sú súčasne detegované vysoké aj nízke teploty. Modely ukázali, že táto skutočnosť sa dá vysvetliť veľkou dynamikou chromosféry s množstvom nárazových vln, kde v časovom vývoji dochádza k zhusťovaniu a zriedňovaniu plazmy. V zhusťeniach sa plazma prudko zohreje a v redších oblastiach je chladnejšia (obr. 9)



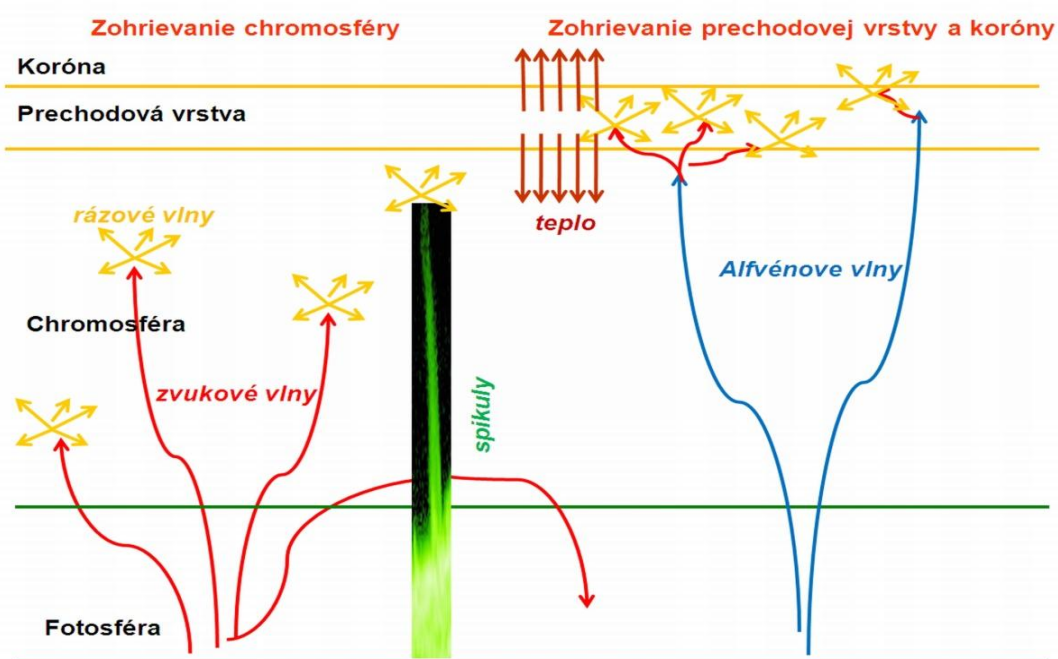
Obr. 9: Teplotný model chromosféry so zvýraznenými horúcimi zhusteniami – červená farba. a chladnejšími miestami – čierna farba. (S. Wedemeyer a kol. 2004, Astronomy and Astrophysics 414, s. 1121).

V chromosfére sa nachádzajú spikuly. Slnčné spikuly sú výtrysky horúcej plazmy zo slnečného povrchu vysoko do slnečnej atmosféry, v ktorých sú katapultované desiatky miliónov ton slnečnej plazmy do výšok niekoľko tisíc km nad slnečným povrchom v priebehu niekoľkých minút. Spikuly sa vyskytujú na okrajoch tzv. supergranúl, kde je zhustené magnetické pole. Teória spikúl ešte nie je uspokojivo zvládnutá. Predpokladá sa, že spikuly sú prejavom oscilácií – kmitov magnetických silotrubíc, v ktorých je plazma vytláčaná do výšky. Príklad pozorovaných spikúl je na obr. 10.



Obr. 10: Spikuly pozorované japonskou družicou HINODE.

Mechanizmus prenosu energie do chromosféry a do koróny a ich zohrievanie sú predmetom intenzívneho výskumu. Pri chromosfére určitú úlohu zohrávajú nielen spikuly, ale aj transport energie pomocou zvukových vln. Predpokladá sa, že spodnejšie vrstvy chromosféry sú zohrievané zvukovými vlnami. Vlny sú vygenerované konvektívnymi pohybmi na povrchu Slnka, šíria sa do chromosféry, tam nadobudnú rýchlosť vyššiu ako je rýchlosť zvuku, vznikne nárazová vlna a následne sa uvoľní teplo (obr.11, ľavý panel).



Obr. 11: Schéma zohrievania chromosféry a koróny.

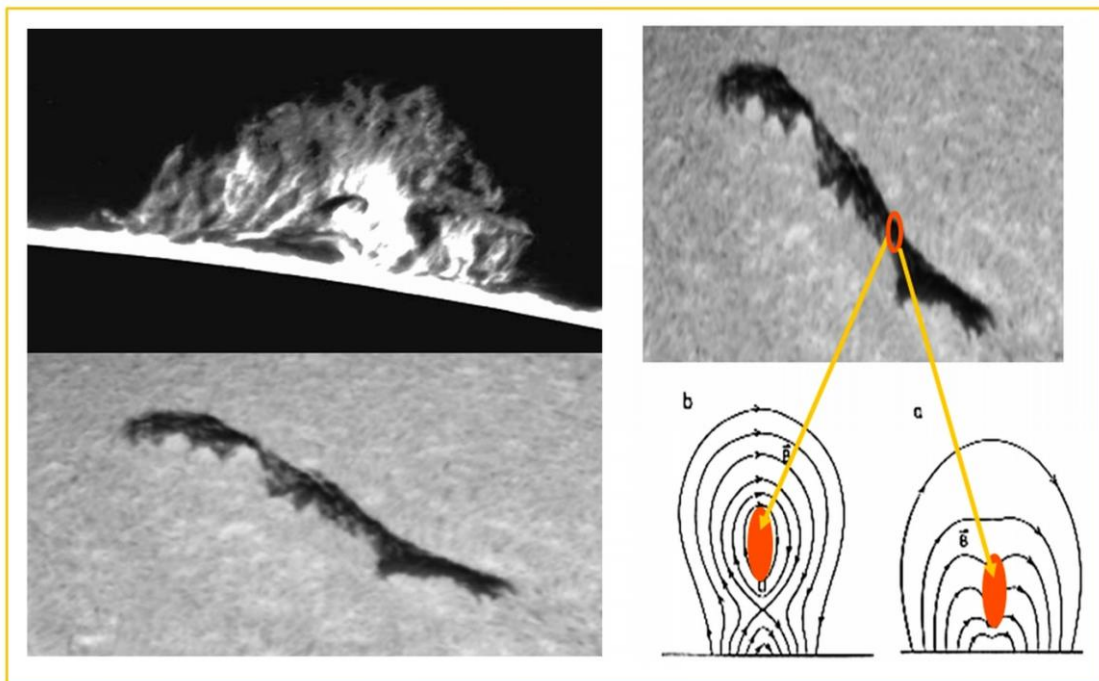
Prechodová vrstva a slnečná koróna

Nad chromosférou sa nachádza prechodová vrstva, ktorá je typická veľkým zvýšením teploty v porovnaní s chromosférou. Je to tenká vrstva, kde sa uvoľňuje veľké množstvo energie. Nad prechodovou vrstvou je jemná slnečná koróna. Koróna je veľmi riedka, omnoho redšia ako zemská atmosféra. Jej malá hustota je porovnateľná s hustotou najlepšieho „vákuu“ dosiahnutého v pozemských laboratóriách. Jasnosť koróny je miliónkrát menšia ako jasnosť slnečného disku. Preto môžeme korónu pozorovať iba pri úplných zatmeniach Slnka alebo prístrojmi – korónografmi, kde je slnečný disk zakrytý umelým mesačikom. Predpokladá sa, že prechodová vrstva a koróna sú zahrievané hlavne Alfvénovými vlnami. Alfvénove vlny (na rozdiel od zvukových vln) sú schopné prejsť neporušené do vyšších výšok a priniesť tam energiu potrebnú na zahriatie prechodovej vrstvy a koróny. Vplyvom fyzikálnych podmienok v prechodovej vrstve sa Alfvénove vlny menia na zvukové vlny a tie sa potom mechanizmom rázových vln rozpadajú a menia svoju energiu na tepelnú energiu (obr. 11). Alfvénove vlny sú magneto-akustické vlny, ktoré sa za prítomnosti magnetického poľa šíria pozdĺž a aj vo vnútri magnetických silotrubíc.

V slnečnej koróne sú pozorovateľné dva druhy výrazných štruktúr. Sú to pomerne stabilné (niekedy eruptívne) protuberancie a ojedinele sa vyskytujúce, veľmi rýchle, explozívne erupcie.

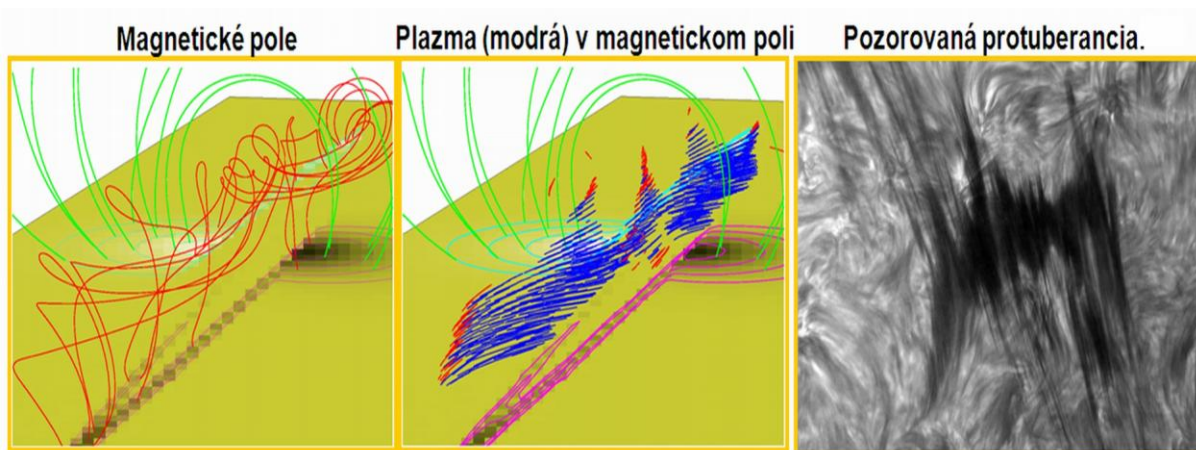
Protuberancie

Slnečné protuberancie sú zhluky relatívne chladnejšej plazmy (60 000 K) v horúcej koróne (1000 000 K). Pozorujeme ich hlavne v spektrálnej čiare H-alfa. Na slnečnom disku sa javia ako tmavé filamenty a na okraji Slnka ako jasné štruktúry. Je to preto, že nad slnečným diskom absorbujú žiarenie z fotosféry idúce v smere pozorovateľa, a preto sa javia tmavé. Na okraji slnečného disku sa premietajú na tmavú, nežiariacu oblohu, a tak registrujeme ich vlastné „jasné“ žiarenie. (obr. 12).



Obr. 12: Slnečné protuberancie na okraji a na slnečnom disku (ľavý panel) a jednoduchá konfigurácia magnetického poľa schopná udržať a izolovať plazmu protuberancie v koróne.

Chladnejšie protuberancie sú vysoko v koróne "podopierané" magnetickým poľom, ktoré ich zároveň aj izoluje od horúcej koróny. Bez ochrany magnetickým poľom by sa teplota plazmy v hustejšej protuberancii okamžite prudko zvýšila a materiál by sa rozplynul v koróne. Pôvodne boli modely protuberancií relatívne jednoduché (obr. 12). Boli navrhnuté také konfigurácie magnetického poľa, aby boli schopné udržať po dostatočne dlhú dobu homogénnu masu protuberančnej plazmy v koróne. V súčasnej dobe také modely už nevyhovujú. Pri pozorovaniach protuberancií s veľkým priestorovým a časovým rozlíšením sa ukázalo, že protuberancie sú extrémne dynamické a časovo-premenné útvary a skladajú sa z veľmi jemných vlákien plazmy. V súčasnosti sú protuberancie modelované komplikovanými magnetohydrodynamickými, časovo závislými modelmi so zarátaním realistickej fyziky plazmy (obr. 13).



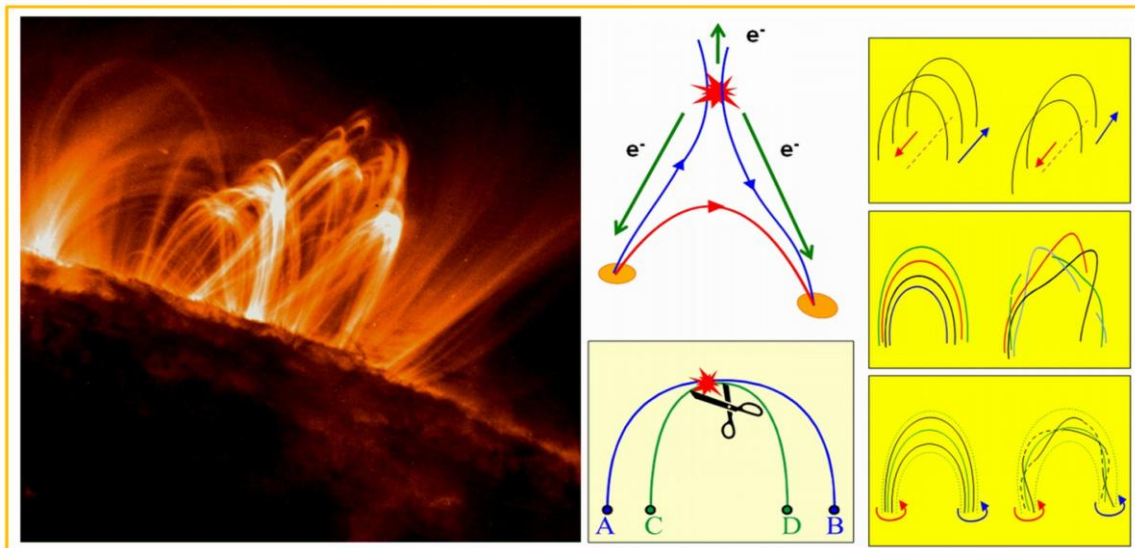
Obr. 13: Realistický model slnečnej protuberancie.

Ak je magnetické pole protuberancie prudko narušené impulzom zdola (napríklad blízkou erupciou), zmení sa stabilná protuberancia na erupčivnú a materiál protuberancie je vyvrhnutý do okolia Slnka vo forme výronu koronálnej hmoty (Coronal Mass Ejection – CME). Takýto výron sa šíri veľkou rýchlosťou (až 1000 km/s) medziplanetárnym prostredím. Celková hmotnosť ionizovaného plynu CME dosahuje až 10 miliárd ton. Keď sa takáto masa šíri cez medziplanetárne prostredie vzniká na čelnej strane CME rázová vlna. Ak CME narazí na zemské magnetické pole, dochádza k magnetickým búrkam a môžu byť dočasne ochromené elektronické, satelitné a navigačné zariadenia.

Erupcie

Slnečné erupcie vznikajú tzv. rekonexiou – prepojením magnetických štruktúr, pri ktorom sa uvoľňuje veľká energia. V dôsledku fyzikálnych pomerov vo fotosfére, sú magnetické trubice ukotvené vo fotosfére a pohybom fotosférickej plazmy je magnetické pole unášané, napínané a stáčané, až dôjde k roztrhnutiu silotrubíc a k ich následnému prepojeniu do konfigurácie s nižšou energiou. „Ušetrená“ energia sa uvoľní vo forme tepelnej energie a vo forme kinetickej energie, t.j. dôjde k veľkému urýchleniu častíc. Tie postupujú pozdĺž siločiar magnetického poľa do hlbších vrstiev chromosféry a zároveň aj opačným smerom – von zo slnečnej atmosféry. V chromosfére sú častice zabrzdené hustejším prostredím, zohrejú ho a pozorujeme chromosférickú erupciu. Smerom von zo slnečnej atmosféry pozorujeme únik veľkého množstva častíc, často zasahujúcich aj našu Zem. Schematicky je tento proces spolu s reálnym pozorovaním ukázaný na obr. 14. Teória slnečných erupcií je zložitá, pretože deje sa odohrávajú v riedkej koróne za prítomnosti magnetických polí. Navyše, celý komplex rovníc musíme riešiť ako časovo závislý systém v trojrozmernom priestore. Vzhľadom na

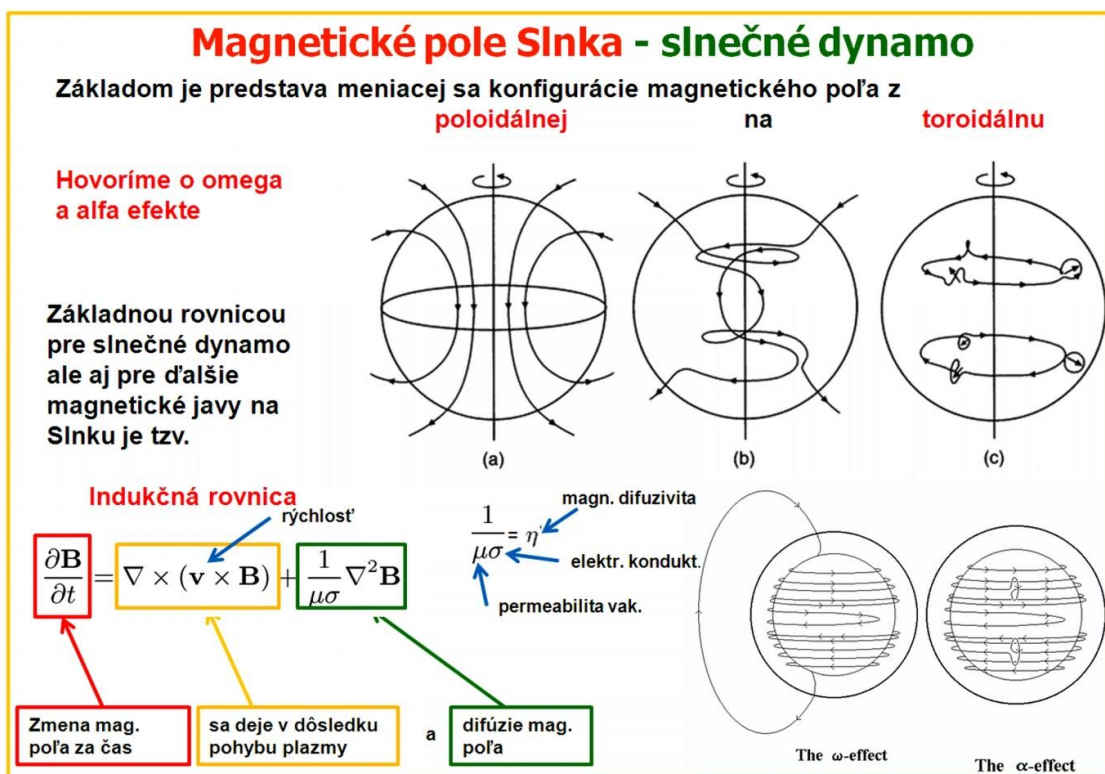
extrémne rýchly proces začiatku erupcie (sekundy), nie je možné vo výpočtoch ani predpokladať stacionárne a homogénne prostredie, čo ešte viac komplikuje modelovanie slnečných erupcií.



Obr. 14: Reálne pozorovanie prejavov erupcie družicou TRACE (vľavo) a schematický proces vzniku erupcie (vpravo).

Slnčné dynamo a magnetické pole Slnka

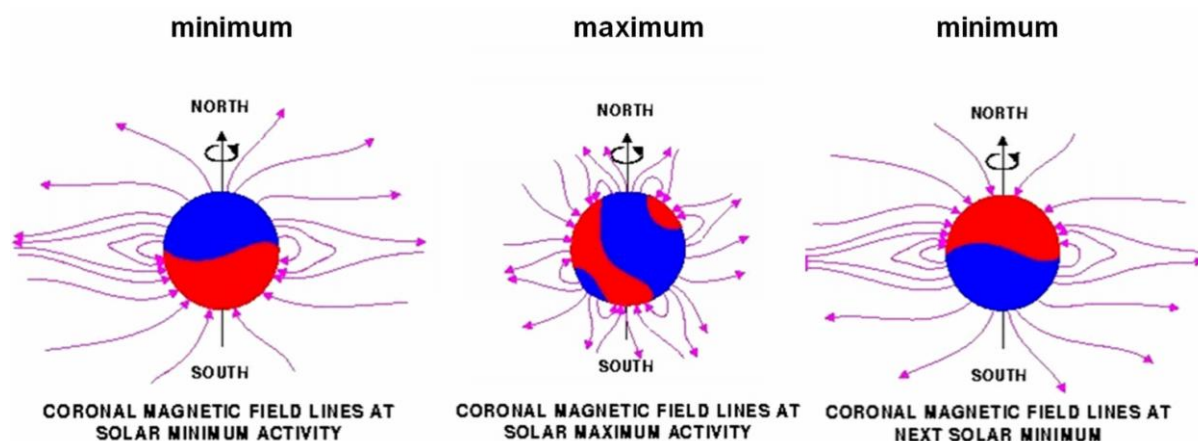
Slnko sa zrodilo pred 4,5 miliardami rokov a z pôvodného oblaku si udržalo magnetické pole a rotáciu. Toto fosilné magnetické pole sa približne každých 11 rokov mení z dipólového poľa na komplikované pole aktívnych oblastí. Táto zmena sa deje pomocou diferenciálnej rotácie a ďalších pohybov pod slnečným povrchom, pričom magnetické siločiaru sú „navíjané“ ako vreteno. V dôsledku fyzikálnych podmienok na Slnku je magnetické pole „vmrznuté“ do plazmy a je ňou unášané. Pod slnečným povrchom, približne v hĺbke 175 tisíc km, vznikajú magnetické slučky, ktoré vzliňajú na slnečný povrch. Keď magnetické pole vystúpi na povrch, pozorujeme ho ako slnečné magnetické štruktúry, hlavne ako slnečné škvrny, protuberancie a malé magnetické slučky. Počas 11-ročného slnečného cyklu sa kladná polarita pôvodne na severnom póle Slnka presunie na južný slnečný pól a naopak. Po ďalších jedenástich rokoch sa polarita vráti do pôvodného stavu. Hovoríme o 22-ročnom magnetickom cykle slnečnej aktivity, pretože až po 22 rokoch sa kladná polarita magnetického poľa vráti na pôvodné miesto, t.j. na severný slnečný pól. Teória slnečného dynamo ešte nie je uspokojivo rozpracovaná. Pri modelovaní slnečného magnetického poľa hovoríme o tzv. alfa a omega efekte. Omega efekt je proces navíjania magnetického poľa v dôsledku diferenciálnej rotácie. Výsledný obraz siločiar pripomína grécke písmeno omega. Keď sa z navinutého magnetického poľa začnú v hĺbke vytvárať slučky, ich tvar pripomína grécke písmeno alfa a hovoríme o alfa efekte. Celá problematika slnečného dynamo je veľmi zjednodušene ukázaná na obr. 15. Základnou rovnicou pre slnečné dynamo, ale aj pre ďalšie magnetické javy na Slnku, je tzv. indukčná rovnica (obr. 15). Zjednodušene môžeme povedať, že táto rovnica vyjadruje zmenu magnetického poľa s časom. Zmena sa deje v dôsledku pohybu plazmy, v ktorej je magnetické pole vnorené a v dôsledku magnetickej difúzie. Rovnica platí pri procese formovania magnetických polí, ale samozrejme aj pri ich rozpade, pretože vždy sa jedná o zmenu magnetického poľa s časom.



Obr. 15: Schéma slnečného dynamo, alfa a omega efekt, indukčná rovnica.

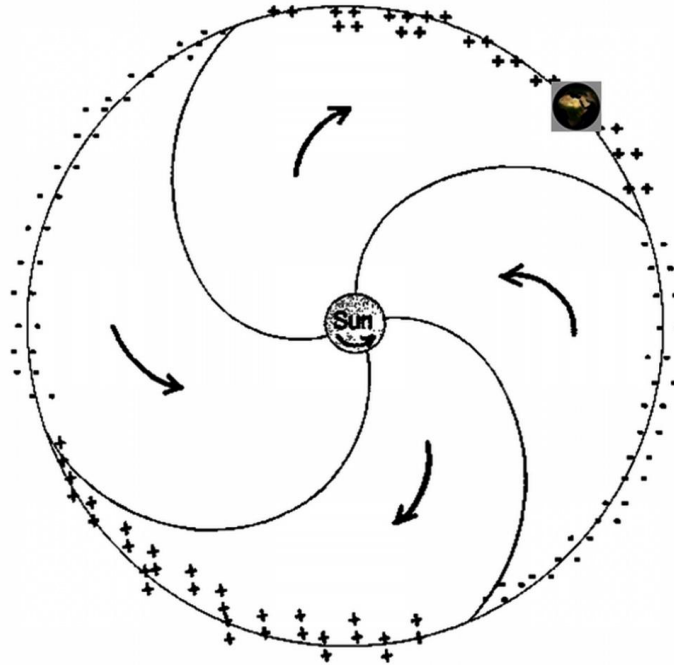
Ak uplatníme indukčnú rovnicu na rozpad slnečnej škvry a vezmeme do úvahy fotosférické pohyby plazmy, ktoré rozrušujú magnetické pole vzniknutej škvry, tak výsledkom je realistická doba života škvŕn, rádovo týždne. Ak by sme ale zanedbali v indukčnej rovnici pohybový člen a „nechali“ škvŕnu zaniknúť iba v dôsledku difúzie magnetického poľa (druhý člen v indukčnej rovnici), zanikla by až za 3000 rokov, čo sa samozrejme nikdy nepozorovalo.

Tvar magnetického poľa v koróne sa mení v závislosti od fázy slnečného cyklu. V minime slnečnej činnosti sú siločiarly poľa usporiadané hlavne do roviny slnečného rovníka a v maxime slnečného cyklu sú radiálne do všetkých smerov (obr. 16)



Obr. 16: Magnetické pole v okolí Slnka. Tvar magnetického poľa počas 22-ročného magnetického cyklu, t.j. od minima cez maximum do ďalšieho minima 11-ročného cyklu.

Magnetické pole Slnka zasahuje ďaleko do medziplanetárneho prostredia, vytvára v ňom „koridory“ kladnej a zápornej magnetickej polarity (obr. 17). V týchto koridoroch sa neustále šíria nabité častice slnečného vetra rýchlosťami od 400 km/s do 1000 km/s. V prípade erupcií sú týmito koridormi smerované rýchle častice vyvrhnuté zo Slnka. Je dôležité poznať tieto „koridory“ a ich tvar, aby sme boli schopní predpovedať príchod nebezpečných častíc z erupcií k našej Zemi. Zo Slnka je počas erupcií strhávané aj magnetické pole a šíri sa až k Zemi, kde vplýva na zemské magnetické pole.



Obr. 17: Sektorová štruktúra magnetického poľa v okolí Slnka. Vyznačená je kladná (+) a záporná (-) polarita a obežná dráha našej Zeme.

Záver

V posledných desiatich rokoch urobil slnečný výskum veľký pokrok hlavne v dôsledku viacerých veľmi úspešných družicových experimentov, kde hlavným výskumným laboratóriom bola sonda SOHO vypustená v r. 1995. Nepreržite pozoruje Slnko viac ako jeden slnečný cyklus. Merania z tejto sondy a pokrok vo výpočtovej technike spôsobili rozvoj helioseizmológie, ktorá nám dovolila nazrieť pod slnečný povrch. Významným príspevkom k výskumu Slnka sú pozorovania z najväčších slnečných ďalekohľadov DOT, SST, VTT, THEMIS, umiestnených na Kanárskych ostrovoch, kde pravidelne pozorujú aj pracovníci Astronomického ústavu SAV. V r. 2011 Astronomický ústav v rámci štrukturálnych fondov získal na observatórium na Lomnickom štíte unikátny Koronálny multikanálový polarimeter, ktorý ako jeden z dvoch na svete a jediný v Európe umožňuje priame meranie rýchlostných a magnetických polí v koróne. Tým sa výskum koróny na Slovensku zaradil k svetovej špičke.

V príspevku, okrem citovaných zdrojov, boli použité materiály z družíc, kozmickej sondy a observatórií: HINODE, TRACE – Transition Region and Coronal Explorer (NASA); DOT – Dutch Open Telescope – Holandský otvorený ďalekohľad (Univerzita Utrecht); SST – Swedish Solar Telescope (Univerzita Štokholm); SOHO – Solar and Heliospheric Observatory, (NASA a ESA); VTT – Vacuum Tower Telescope (Kiepenheuer Institut für Sonnenphysik, Freiburg).