

# Pokroky matematiky, fyziky a astronomie

---

J. Kleczek

Slunce — některé výsledky a problémy jeho výzkumu

*Pokroky matematiky, fyziky a astronomie*, Vol. 1 (1956), No. 5-6, 579--591

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/137362>

## Terms of use:

© Jednota českých matematiků a fyziků, 1956

Institute of Mathematics of the Academy of Sciences of the Czech Republic provides access to digitized documents strictly for personal use. Each copy of any part of this document must contain these *Terms of use*.



This paper has been digitized, optimized for electronic delivery and stamped with digital signature within the project *DML-CZ: The Czech Digital Mathematics Library* <http://project.dml.cz>

J. KLECZEK

(Astronomický ústav ČSAV)

## SLUNCE — NĚKTERÉ VÝSLEDKY A PROBLÉMY JEHO VÝZKUMU

Letos (1. VII. 57) začíná tak zvaný geofyzikální rok. Slunce bude v maximu své činnosti a stovky astronomů na hvězdárnách po celé zeměkouli se zaměří na jeho intenzivní průzkum. Slunce se tak stává středem širšího zájmu. Bude proto účelné, podíváme-li se na některé důležitější výsledky slunečního výzkumu<sup>a</sup> a porovnáme-li Slunce s jinými hvězdami.

Všechny problémy sluneční fyziky vzájemně těsně souvisí. Žádný nemůže být studován odděleně od ostatních. Často však bývá výzkum Slunce pro přehlednost dělen na tyto skupiny:

- a) Sluneční nitro a jeho chemické složení,
- b) stavba sluneční atmosféry,
- c) přechodné zjevy na Slunci (sluneční činnost),
- d) působení Slunce na Zemi.

### Základní údaje o Slunci

Nejdříve pohovoříme o základních konstantách Slunce. Jsou to *massa*, vzdálenost (parallaxa), průměr, hustota, gravitační zrychlení na povrchu, zářivost, efektivní teplota, hvězdná velikost, rychlost rotace.

*Parallaxa Slunce* je úhel v obloukových vteřinách, pod nímž by bylo vidět se Slunce rovníkový poloměr Země, a to při střední vzdálenosti Země od Slunce. Byla několikrát určena, především pomocí planety Erosee. Rabe<sup>1)</sup> určil nedávno sluneční parallaxu z pertubací Erosee (tak zvaná dynamická parallaxa). Tato metoda vedla k nejpřesnější hodnotě parallaxy vůbec:

$$8'', 79835 \pm 0'', 00039.$$

Vezmeme-li pro rovníkový poloměr Země Hayfordovu hodnotu 6378,39 km, dostaneme pro průměrnou lineární vzdálenost Země od Slunce z výše uvedené parallaxy

$$1,4953 \cdot 10^8 \text{ km.}$$

Pro *massu Slunce* dostal Rabe jako vedlejší výsledek svých výpočtů

$$332.488 \text{ mass Země.}$$

Abychom vyjádřili *massu Slunce* v gramech, užijeme Birgeova určení *massy Země*<sup>2)</sup>

$$5,975 \cdot 10^{27} \text{ g,}$$

takže *massa Slunce* je

$$M_{\odot} = 1,9866 \cdot 10^{33} \text{ g.}$$

<sup>1)</sup> E. Rabe, A. J., 55 (1950), 112.

<sup>2)</sup> R. T. Birgt, Rept. Phys. Soc. Prog. Phys. 8 (1942), 90.

Massa našeho Slunce je typickou hodnotou hvězdné massy. Velká většina hvězdných mass je v poměrně úzkém intervalu od  $0,5 M_{\odot}$  do  $5 M_{\odot}$ .

*Průměr Slunce lze vypočíst ze známé jeho vzdálenosti a z jeho zdánlivého (úhlového) průměru. Všeobecně přijatou hodnotou zdánlivého slunečního průměru pro střední vzdálenost Země od Slunce je Auwersova hodnota z konce minulého století <sup>3)</sup>*

$$1919'', 3.$$

Odtud dostáváme pro délkový průměr Slunce

$$1,3914 \cdot 10^6 \text{ km.}$$

V důsledku iradiace je však Auwersova hodnota poněkud přeceněna. Při určování meridiánovým kruhem závisí korekce na zenitové vzdálenosti  $z$ , a to podle R. T. Cullen<sup>4)</sup> vztahem

$$3'', 25 - 0'', 30 \text{ sec } z.$$

Vedle těchto změn, závislých na deklinaci Slunce a na atmosféře Země, je pravděpodobně průměr Slunce podroben skutečným změnám. Touto otázkou se již zabývali Secchi a Rosa. Podle nich jsou malé, periodické změny slunečního průměru v těsném vztahu k slunečnímu cyklu. Potvrzením Secchiova-Rosova zákona se zabýval Wolf, Cimino a Meyermann.<sup>5)</sup> Na podkladě práce Richardsona a Schwarzschilda o vlastním pohybu skupin skvrn se zdá, že radiální pulsace slunečního průměru souvisí s dvadvacetiletou periodou povrchového poledníkového posuvu slunečních plynů. Podle Cimina se změní průměr při maximální rychlosti expanse o 200 m za den.

Slunce je i co do prostorové velikosti srovnatelné s normálními hvězdami. Tak poloměr Vegy je  $2,5 R_{\odot}$ , Siria A  $2R_{\odot}$ , 61 Cygni  $\frac{2}{3} R_{\odot}$ , zatím co alfa Centauri je stejně velká jako Slunce. Bílí trpaslíci jsou mnohem menší. Na př. hvězda van Maanenova má jen  $0,006 R_{\odot}$ . Druhý extrém tvoří veleobří s průměry stokrát až tisíckrát většími, než je průměr Slunce. Tak na př. infračervená složka epsilon Aurigae má poloměr rovný  $3000 R_{\odot}$ .

*Hustotu Slunce vypočteme z jeho massy a objemu. Dosud se nepodařilo zjistit rozdíl rovníkového a polárního průměru. Je tedy Slunce s velkou přesností koule s objemem  $1,410 \cdot 10^{33} \text{ cm}^3$ . Jeho průměrná hustota je tedy  $1,408 \text{ g/cm}^3$ . Odchyly od průměrné hustoty jsou značné, jak uvidíme v dalším (viz model Slunce).*

Také hustota Slunce představuje normální hodnotu, nikoli ovšem pro všechny hvězdy. Tak veleobří mají až miliardkrát menší hustotu než Slunce, kdežto na př. Sirius B má hustotu  $2 \cdot 10^6 \text{ g/cm}^3$ , to jest dvě tuny na jeden krychlový centimetr.

Gravitační zrychlení na povrchu je podle Newtonova zákona

$$g = \frac{GM_{\odot}}{R_{\odot}^2},$$

kde  $G = 6,670 \cdot 10^{-8}$  (v soustavě  $\text{g cm sec}$ ) je gravitační konstanta. Tedy

$$g = 2,738 \cdot 10^4 \text{ cm/sec}^2.$$

Pro srovnání uvedme, že volně padající těleso urazí na Zemi v první setině vteřiny  $\frac{1}{2} \text{ mm}$ ,

<sup>3)</sup> G. F. Auwers, A. N., 128 (1891), 367.

<sup>4)</sup> R. T. Cullen, M. N., 86 (1926), 344.

<sup>5)</sup> Viz Časopis čs. ústavů astronomických, IV (1954), str. 88.

na Slunci 1,4 cm, kdežto na bílém trpaslíku Siriovi B 100 m. Přes to, že je gravitace na povrchu slunečním dvacetsedmkrát větší než na Zemi, je malá ve srovnání s blízkými trpaslíky.

*Zářivost Slunce* je celkové množství energie, vyzařované za jednu sekundu. Základní význam pro stanovení sluneční zářivosti má sluneční konstanta, to jest celkové množství záření, dopadajícího za jednu minutu na jeden čtvereční centimetr, postavený kolmo ke směru záření (mimo zemskou atmosféru) ve střední vzdálenosti Slunce-Země. Protože zemská atmosféra nepropouští všechno sluneční záření, je třeba změřenou hodnotu sluneční konstanty korigovat o absorpci. Tato korekce, zejména v UV oblasti slunečního spektra, je dosti nejistá. Podle Abbota je sluneční konstanta  $1,940 \text{ cal/cm}^2 \cdot \text{min}$ . Unsöld<sup>6)</sup> zrevidoval Abbotova pozorovací data a našel pro sluneční konstantu hodnotu  $1,901 \text{ cal/cm}^2 \cdot \text{min}$ . C. W. Allen<sup>7)</sup> však nachází  $1,970 \text{ cal/cm}^2 \cdot \text{min}$ . M. Nicolet<sup>8)</sup> dostal 1,98 a soudí, že chyba měření není větší než  $\pm 5\%$ .

Zářivost Slunce, jak vyplývá z těchto údajů sluneční konstanty a ze střední vzdálenosti Země—Slunce, je tedy

$$L_{\odot} = 3,7 \cdot 10^{26} \text{ wattů.}$$

Zářivosti hvězd jsou rozprostřeny do velmi širokého intervalu. Jsou červení trpaslíci, jejichž zářivost je desetitisíckrát menší než zářivost Slunce; naopak žhaví obři mají zářivost desetitisíckrát větší než Slunce.

*Efektivní teplota.* Nemůžeme hovořit o teplotě sluneční atmosféry, aniž bychom uvedli, jaký druh teploty a kterou vrstvu atmosféry máme na mysli.

Teplotu Slunce (a hvězd vůbec) určujeme výhradně podle zákonů záření, neboť jen záření nám může podat zprávu o stavu hmoty ve vesmíru. Nejdůležitější z těchto zákonů jsou:

a) Planckův zákon, kterým se řídí rozdělení energie ve spektru černého tělesa. Teplotu černého tělesa, jehož rozdělení energie ve spektru nejlépe odpovídá hvězdě, nazveme barevnou teplotou hvězdy.

b) Stefanův zákon, podle něhož je množství energie vyzářené za jednu vteřinu ploškou jednoho čtverečního centimetru úměrné čtvrté mocnině absolutní teploty:

$$E = \sigma T^4.$$

Teplotu, určenou tímto zákonem nazýváme efektivní a značíme ji  $T_e$ .

c) Ionisace plynu se řídí Saha<sup>9)</sup> v rovnici. Teplotu takto určenou nazýváme ionizační.

d) Excitace atomů plynu se řídí Boltzmannovým zákonem. Teplotu, určenou z intenzity spektrálních čar nazýváme teplotou excitační.

e) Rozdělení rychlostí atomů v plynu se řídí Maxwellovým zákonem. Teplota, odvozená pomocí tohoto zákona se nazývá kinetická.

f) Také rychlosti elektronů jsou rozděleny podle Maxwellova zákona; odtud odvozenou teplotu nazýváme elektronovou.

Teploty určené uvedenými methodami by vedly k témuž výsledku jen v tom případě, kdyby měřený plyn byl v thermodynamické rovnováze. Měříme-li naopak povrchové teploty hvězd, dojdeme různými methodami k různým hodnotám a je třeba proto uvádět, o jakou teplotu jde.

Podle Stefanova zákona je výkon  $1 \text{ cm}^2$  povrchu hvězdy úměrný čtvrté mocnině teploty  $T_e$ , takže pro výkon celého povrchu hvězdy, což je zářivost  $L$ , platí

$$L = 4 \pi R^2 \cdot T_e^4.$$

<sup>6)</sup> A. Unsöld, *Physik der Sternatmosphären*, Berlin 1938, str. 435.

<sup>7)</sup> C. W. Allen, *The Observatory*, 70 (1950), 154.

<sup>8)</sup> M. Nicolet, *Ann. d'Ap.*, 14 (1951), 249.

Pak tedy pro hvězdu o známé zářivosti a o známém poloměru můžeme vypočítat její efektivní teplotu. Je tedy  $T_e$  Slunce teplota ekvivalentního černého tělesa, které vyzařuje právě tolik energie jako Slunce. Pro Unsöldovu hodnotu sluneční konstanty je

$$T_e = 5713^\circ \text{K},$$

kdežto Allenově hodnotě odpovídá

$$T_e = 5784^\circ \text{K}.$$

*Hvězdná velikost Slunce.* Podle pečlivého Kuiperova rozboru<sup>9)</sup> pozorovacího materiálu je zdánlivá fotovisuelní velikost Slunce  $-26,84^m \pm 0,04$ . G. de Vaucouleurs<sup>10)</sup> odvozuje z porovnání Slunce a Siria fotovisuelní velikost  $-26,91^m \pm 0,04$ , což je v dobrém souhlase s Kuiperovým výsledkem. Přijmeme-li průměr, to jest  $m_{pv} = -26,88^m$ , dostáváme podle vzorce

$$M_{pv} = m_{pv} - 5 \log d + 5$$

absolutní fotovisuelní velikost Slunce

$$M_{pv} = 4,69^m$$

( $d$  ve vzorci je vzdálenost Slunce). Tato hodnota odpovídá spektru hvězd dG2, což je v souhlase s pozorováním.

### Rotace Slunce

Od dob Galileových bylo všem pozorovatelům zřejmé, že pohyb skvrn od východního okraje slunečního disku k západnímu okraji je způsoben rotací Slunce. Dobu sluneční rotace lze určit ze skvrn jakož i z jiných, trvalejších útvarů na slunečním povrchu, jako jsou fakule, flokule, filamenty. Jiným způsobem stanovení doby rotace je měření Dopplerova posuvu čar spektra na východním a západním okraji. Určením doby rotace se zabývala řada autorů. Siderická rotace (to jest otočení o  $360^\circ$ ) trvá kolem 25 dnů. „Kolem“ v předcházející větě neznamená nepřesnost určení, nýbrž tu skutečnost, že rychlost rotace je závislá na heliografické šířce (diferenciální rotace). V poslední době studovali N. W. Newton a M. L. Nunn<sup>11)</sup> na rozsáhlém materiálu z Greenwiche změny sluneční rotace s šířkou a dobou. Nejistili žádné měřitelné změny při střídání sudých a lichých cyklů, ani uvnitř cyklu samého. Z mnoha rekurentních skupin našli tuto závislost denního otočení  $\omega$  na heliografické šířce  $\varphi$ :

$$\omega = 14^\circ 38' - 2,77 \sin^2 \varphi.$$

Moderní spektroskopická určení rotace Slunce provedl W. S. Adams<sup>12)</sup> na Mt. Wilsonu. Později pokračovali v Adamsových měřeních St. John, Nicholson, Richardson, E. F. Adams a jiní. Průměrná lineární rychlost rotace na rovníku je podle spektroskopických měření 2,00 km/sec, což představuje  $14^\circ, 23'$  za den. To je hodnota jen o 1% menší než hodnota Newtonova, odvozená ze skvrn:  $14^\circ, 38'$  za den. Avšak rozptýl jednotlivých pozorovatelů je asi 10%.

Přesnost radiálních měření je sice velká (na setinu km/sec), avšak systematické chyby jsou značné. Instrumentální chyby, osobní chyba a místní pohyby ve sluneční atmosféře mohou značně zkreslit radiální rychlost. Tak na př. Babcock upozornil<sup>13)</sup> na to, že

<sup>9)</sup> G. P. Kuiper, Ap. J., 88 (1938), 429.

<sup>10)</sup> G. de Vaucouleurs, Ann. d'Ap., 12 (1949), 287.

<sup>11)</sup> H. W. Newton, M. L. Nunn, M. N., 111 (1951), 413.

<sup>12)</sup> W. S. Adams, Publ. Carnegie Inst., Washington, č. 138.

<sup>13)</sup> H. D. Babcock, Transaction I. A. U., 6 (1938), 65.

rozptyl světla v zemské atmosféře i v přístroji může snížit Dopplerův posuv asi o 4%.

Otázka změny rotace s výškou dosud není definitivně zodpovězena. Celkem možno říci, že buď rychlost s výškou pozvolna roste, nebo je na výšce nezávislá.

Adams na př. zjistil na čáře Ca I ( $\lambda = 4227 \text{ \AA}$ ) a na  $H_{\alpha}$  systematický růst úhlové rychlosti rotace s výškou. Také pokles rotace směrem k pólům je menší pro větší šířky. De Lury zjišťuje,<sup>14)</sup> že sluneční skvrny a normální povrch Slunce mají identickou rotaci, kdežto fakule a flokule se pohybují asi o 1% rychleji, a protuberance ještě rychleji. V obšírné studii a protuberancích L. a M. d'Azambuja nacházejí,<sup>15)</sup> že rotace filamentů v oblastech rovníku je stejná nebo jen o málo větší než rotace skvrn, a pokles rotace filamentů k pólům je také poněkud menší než u skvrn.

Zmíňme se konečně o zajímavém výkladu diferenciální rotace Slunce, který podává Alfvénova teorie vzniku sluneční soustavy<sup>16)</sup>.

### Sluneční nitro

*Sluneční atmosférou* rozumíme nejvyšší vrstvy Slunce, ze kterých k nám přichází přímé záření. Ta část Slunce, ze které k nám nepřichází žádný paprsek a o které tedy nemáme přímých zpráv, se nazývá *slunečním nitrem*. Stav plynů v nitru se velmi odlišuje od stavu atmosféry. Objemem je atmosféra rozsáhlejší než nitro. Její massa je však zcela nepatrná, představuje jednu desetimiliardtinu celkové massy sluneční. Téměř všechna massa Slunce je skryta pod fotosférou — nejnižší atmosférickou vrstvou — a je proto nepřístupná přímému pozorování. To platí o hvězdách vůbec. Poznání slunečního nitra bylo proto dlouho považováno za nemožnost.

Přes tyto beznadějně vyhlídky dosáhla astrofysika i v tomto odvětví značných úspěchů. Nitro Slunce, vzdáleného 150 milionů kilometrů, známe dnes v mnohém ohledu lépe, než nitro planety Země, po jejímž povrchu chodíme. Vznikl nově vědní úsek, který se zabývá poměry v nitru hvězd, speciálně Slunce.

Poznání slunečního nitra je jedním z největších myšlenkových výbojů člověka. Při tom vyšlo najevo, že nitro Slunce nepostrádá význam pro náš život: kdybychom na př. hledali původ energie, která pracuje v našich svalech, pohání stroje v továrnách a váže atomy prvků v složité molekuly organických látek, z nichž je vybudováno naše tělo, našli bychom kolébku vši té energie v nitru naší hvězdy — ve Slunci. Hledání zdrojů nesmírného množství energie, kterou Slunce každou vteřinu vyzařuje, značně přispělo k poznání nukleárních reakcí. Při získávání atomové energie na povrchu Země člověk opakuje pochody, které po miliardy roků probíhaly v nitru Slunce. K základním úkolům studia slunečního nitra patří:

- a) odvodit fyzikální vlastnosti v každém místě nitra Slunce,
- b) zjistit, které pochody jsou zdrojem sluneční zářivosti,
- c) určit chemické složení slunečního nitra a jeho časové změny,
- d) hledat souvislost vnitřní stavby Slunce s jeho vývojem.

Methodami studia slunečního nitra (obecně hvězdného nitra) se zde zabývat nebudeme. Čtenář se o nich může poučit v literatuře.<sup>17)</sup> Uvedeme však v *tab. 1.* dva poslední modely slunečního nitra (podle P. Naura):

Uhlíkový Betheův cyklus kryje v Naurových modelech toliko 1% sluneční zářivosti.

<sup>14)</sup> De Lury, J. R. A. S. Canada, 33 (1939), 345.

<sup>15)</sup> L. a M. d'Azambuja, Ann. Obs. Meudon, sv. 6, fasc. 7, 1948.

<sup>16)</sup> Viz Kleczkovu recenzi knihy H. Alfvéna, *On the Origin of the Solar System* (O původu sluneční soustavy), Oxford, 1954, v tomto čísle.

<sup>17)</sup> Viz na př. J. Kleczek, *Nitro hvězd*, Nakl. ČSAV, 1956.

Výpočet zářivosti v posledním řádku první tab. 1. byl proveden toliko pro řetěz proton-protonový. První model je v zářivé rovnováze ve středových oblastech, kdežto druhý model má velmi malé konvektivní jádro. Pro definitivní zodpovězení otázky existence konvektivního jádra v naší hvězdě je třeba přesnějších údajů o opacitě slunečních plynů.

Tabulka 1.

Stavba Slunce podle P. Naura. V prvním sloupci tabulek je vzdálenost od středu Slunce ( $r/R$ ), v druhém je poměr ke středové hustotě ( $\rho/\rho_c$ ), v třetím je teplota uvažovaného místa ( $T/T_c$ ), v pátém je poměr massy uvnitř koule o poloměru  $r$  k celkové masce Slunce ( $M_r/M$ ),  $L_r/L$  je poměr zářivosti koule o poloměru  $r$  k celkové zářivosti sluneční, v šestém sloupci je produkce energie jedním  $\text{cm}^2$ , v sedmém je opacita  $\kappa$  a v třech posledních je podíl na opacitě těžkých prvků (a), vodíku a helia (b), volných elektronů (c). Příslušné středové charakteristiky, jakož i jiné vlastnosti obou modelů jsou uvedeny v první tabulce.

	Model I	Model II
Obsah vodíku X . . . . .	0,74	0,76
Obsah těžkých prvků Z . . . . .	0,0075	0,0075
Průměrná mol. váha $\mu$ . . . . .	0,598	0,589
Středová hustota $\rho_c$ . . . . .	94,0 $\text{g/cm}^3$	85,7 $\text{g/cm}^3$
Středová teplota $T_c$ . . . . .	13,5 · 10 <sup>6</sup> °K	13,8 · 10 <sup>6</sup> °K
Změna opacity . . . . .	0,487 $R_\odot$	0,482 $R_\odot$
Opacita uvnitř . . . . .	10 <sup>22,468</sup> $\rho^{0,75} T^{-2,5}$	10 <sup>22,558</sup> $T^{-0,5}$
Opacita vně . . . . .	10 <sup>22,421</sup> $\rho T^{-2,5}$	10 <sup>22,352</sup> $T^{-2,5}$
Středový polytropní index $n_c$ . . . . .	1,981	1,5
Poloměr konvektivního jádra . . . . .	0	0,050 $R_\odot$
Massa konvektivního jádra . . . . .	0	0,007 $M_\odot$
Produkce energie v jádře . . . . .	0	0,060 $L_\odot$
Zářivost . . . . .	1,007 $L_\odot$	1,006 $L_\odot$

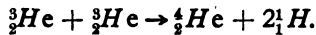
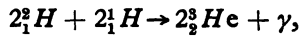
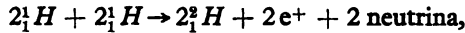
Sluneční model I

$r/R$	$\rho/\rho_c$	$T/T_c$	$M_r/M$	$L_r/L$	$\rho/\rho_c$	$\kappa$	Podíl na opacitě %		
							a	b	c
0,000	1,000	1,000	0,000	0,000	1,000	1,21	16	40	44
0,050	0,944	0,972	0,008	0,064	0,845	1,24	17	41	42
0,091	0,829	0,913	0,045	0,290	0,576	1,31	18	42	40
0,128	0,687	0,839	0,114	0,561	0,340	1,43	20	44	36
0,184	0,467	0,716	0,267	0,849	0,123	1,67	24	44	32
0,230	0,307	0,614	0,419	0,953	0,044	1,94	30	43	27
0,276	0,192	0,525	0,561	0,987	0,015	2,32	39	38	23
0,334	9,98 · 10 <sup>-3</sup>	0,428	0,710	0,998	0,003	2,73	46	35	19
0,397	4,69 · 10 <sup>-3</sup>	0,343	0,826	1,000	0,001	3,40	56	29	15
0,482	1,66 · 10 <sup>-3</sup>	0,252	0,919	1,000	0,000	4,20	64	24	12
0,529	9,51 · 10 <sup>-4</sup>	0,211	0,948	1,000	0,000	5,14	69	21	10
0,570	5,62 · 10 <sup>-4</sup>	0,179	0,968	1,000	0,000	5,62	70	20	10
0,606	3,50 · 10 <sup>-4</sup>	0,155	0,979	1,000	0,000	5,71	71	20	9
0,637	2,31 · 10 <sup>-4</sup>	0,136	0,986	1,000	0,000	6,14	72	20	8
0,664	1,58 · 10 <sup>-4</sup>	0,121	0,990	1,000	0,000	6,44	72	20	8
0,687	1,12 · 10 <sup>-4</sup>	0,109	0,993	1,000	0,000	6,82	73	19	8
0,707	8,20 · 10 <sup>-5</sup>	0,099	0,995	1,000	0,000	7,21	74	19	7
0,742	4,70 · 10 <sup>-5</sup>	0,083	0,997	1,000	0,000	7,49	74	19	7
0,783	2,23 · 10 <sup>-5</sup>	0,066	0,999	1,000	0,000	8,64	77	17	6
0,820	1,06 · 10 <sup>-5</sup>	0,052	1,000	1,000	0,000	10,97	82	14	4

Sluneční model II

$r/R$	$\rho/\rho_c$	$T/T_c$	$M_r/M$	$L_r/L$	$\varepsilon/\varepsilon_c$	$x$	Podíl na opacitě %		
							a	b	c
0,000	1,000	1,000	0,000	0,000	1,000	1,14	15	38	47
0,050	0,956	0,971	0,007	0,060	0,850	1,18	17	38	45
0,091	0,860	0,907	0,042	0,278	0,582	1,28	18	40	42
0,128	0,734	0,828	0,107	0,547	0,345	1,43	20	43	37
0,184	0,518	0,699	0,259	0,843	0,124	1,75	25	45	30
0,230	0,348	0,594	0,415	0,952	0,043	2,10	30	44	25
0,276	0,218	0,504	0,562	0,987	0,014	2,51	37	41	21
0,334	0,112	0,408	0,717	0,998	0,003	3,09	47	36	17
0,397	$5,16 \cdot 10^{-2}$	0,325	0,835	1,000	0,001	4,00	59	28	13
0,482	$1,75 \cdot 10^{-2}$	0,238	0,927	1,000	0,000	4,85	65	24	11
0,529	$9,64 \cdot 10^{-3}$	0,199	0,956	1,000	0,000	5,45	69	22	10
0,570	$5,58 \cdot 10^{-3}$	0,169	0,973	1,000	0,000	5,83	70	21	9
0,606	$3,40 \cdot 10^{-3}$	0,146	0,982	1,000	0,000	5,92	71	20	9
0,637	$2,19 \cdot 10^{-3}$	0,128	0,988	1,000	0,000	6,30	72	20	8
0,664	$1,47 \cdot 10^{-3}$	0,114	0,992	1,000	0,000	6,51	72	20	8
0,687	$1,02 \cdot 10^{-3}$	0,102	0,994	1,000	0,000	6,80	73	19	8
0,707	$7,37 \cdot 10^{-4}$	0,093	0,996	1,000	0,000	7,08	74	18	8
0,742	$4,12 \cdot 10^{-4}$	0,078	0,998	1,000	0,000	7,17	75	18	7
0,783	$1,88 \cdot 10^{-4}$	0,062	0,999	1,000	0,000	9,06	79	15	6
0,820	$8,60 \cdot 10^{-5}$	0,049	1,000	1,000	0,000	10,74	82	13	5

**Nukleární reakce v nitru Slunce.** Jak jsme již viděli u Naurova modelu Slunce, je při teplotě 13 milionů stupňů nejdůležitější řetězec jadrových reakcí (PP), který můžeme psát takto



Výsledkem reakcí je tedy vytvoření heliového jádra  $^4_2He$ , dvou pozitronů a dvou neutrin ze čtyř protonů. Protože pozitrony přecházejí za účasti elektronů v kvanta  $\gamma$ , můžeme říci, že ze 4 protonů a 2 elektronů se vytvořila částice  $\alpha$  a 2 neutrína.

Závislost produkce energie v  $1 \text{ cm}^3$   $\varepsilon(PP)$  středových oblastí Slunce je podle Salpetera

$$\varepsilon(PP) = 0,10 \cdot \rho x^2 \left(\frac{T}{10^7}\right)^4,$$

kde  $\rho$  je hustota,  $x$  procentuální obsah vodíku a  $T$  je teplota.

**Chemické složení Slunce.** V teorii hvězdného nitra se theoreticky odvozuje tak zvaná Vogtova-Russelova poučka. Podle ní je stavba hvězdy určena jednak velikostí její massy, jednak chemickým složením. Přímé studium chemického složení Slunce spektrální analysou se týká toliko povrchových vrstev. O chemickém složení nitra získáváme informace nepřímo, z teorie vnitřní stavby.

Chemické složení sluneční atmosféry, získané rozbořem absorpčních čar, je patrné z *tab. 2.*, ve které je pro srovnání uvedeno též chemické složení meteoritů.

Chemické složení slunečního nitra vyplývá ze dvou středových podmínek:

a) zářivost  $L_r$  pro  $r \rightarrow 0$  konverguje k 0,

b) massa  $M_r$  pro  $r \rightarrow 0$  konverguje k 0.



Tabulka 2.

Chemické složení sluneční atmosféry a meteoritů. Čísla udávají logaritmus počtu atomů, při čemž za základ byl vzat vodík, jehož log je položen rovný +12,00. Na stejnou stupnici byl převeden obsah prvků v meteoritech (Brown, Urey). Údaje s jedním desetinným místem jsou od H. N. Russell a bude zapotřebí je zrevidovat

Prvek	Slunce	Meteority		Prvek	Slunce	Meteority	
		Brown	Urey			Brown	Urey
H	12,00	—	—	Zn	4,53	3,70	3,76
Li	1,26	2,73	3,50	Ge	2,6	3,90	3,54
Be	2,18	2,10	2,70	Sr	2,88	3,11	3,11
O	8,58	—	—	Y	2,7	2,50	2,49
Na	6,28	6,16	6,21	Zr	2,3	3,68	3,65
Mg	7,40	7,45	7,44	Nb	2,2	2,45	2,35
Al	6,06	5,45	5,41	Mo	1,8	2,78	2,27
Si	7,15	7,50	7,50	Ru	1,3	2,47	1,82
K	5,15	5,34	5,04	Rh	0,1	2,04	1,35
Ca	6,28	6,33	6,25	Ag	0,6	1,93	1,78
Sc	3,1	2,76	2,73	Ba	2,21	2,09	2,02
Ti	4,96	4,92	4,76	La	1,2	1,82	1,82
V	4,05	3,90	3,68	Ce	2,0	1,86	1,86
Cr	5,20	5,48	5,41	Nd	1,6	2,02	2,02
Mn	5,40	5,39	5,33	Sm	1,1	1,58	1,54
Fe	7,14	7,76	7,33	Eu	1,0	0,95	0,95
Co	5,2	5,50	4,96	W	-0,2	2,77	2,61
Ni	6,2	6,63	6,09	Pt	1,2	2,44	1,68
Cu	4,9	4,16	4,12	Hg	3,0	—	-0,72
				Pb	1,7	1,8	1,8

Podle výpočtů M. Hall Harrisonové je chemické složení slunečního nitra:

	Obsah	
	váhově v %	v počtu atomů
Vodík . . . . .	70	1600
Helium . . . . .	28	160
O skupina . . . . .	1,4	2
Kovy . . . . .	0,4	0,315

*Stáří Slunce a jeho vývoj v důsledku chemických změn v nitru.* Energie hvězd se uvolňuje přeměnou prvků, která probíhá především ve středových oblastech. V každém případě se chemické složení během doby mění. U hvězd, kde není látkové výměny mezi atmosférou a nitrem, dochází během doby k vyhraněné chemické diferenciaci. Příkladem mohou být níže uvedené Ledouxovy výsledky.

Podle Ledouxova modelu probíhají nukleární reakce ve středové oblasti, která představuje 15,5/100 celkové sluneční hmotnosti  $M_{\odot}$ .

Jestliže chemické složení Slunce bylo po jeho vzniku všude stejné, vede nás Ledouxův model k tomuto závěru: v důsledku nukleárních reakcí se část vodíku v jádře přeměnila v helium. Jeho obsah poklesl z původních 56% na 26% (to jest o 30%). V helium se tedy celkem přeměnilo  $M_{\odot} \cdot \frac{15,5}{100} \cdot \frac{30}{100}$  vodíku. Z této přeměněné látky se 7,1/1000 uvolnilo ve formě záření podle známého Einsteinova vztahu  $E = mc^2$ . Za předpokladu, že zářivost  $L_{\odot}$  během života Slunce nebyla podrobena velkým změnám, bylo tedy třeba k dosažení dnešní rozdílnosti v chemickém složení

$$\left[ M_{\odot} \cdot \frac{15,5}{100} \cdot \frac{30}{100} \cdot \frac{7,1}{1000} \cdot c^2 \right] : L_{\odot}$$

roků, to jest pět miliard roků, což odpovídá přesně stáří našeho Slunce. Uvedený příklad ukazuje, jak velké jsou chemické změny, způsobené nukleárními reakcemi. Ledouxova metoda, aplikovaná na jiné hvězdy, by nám mohla dát cenné informace o jejich stáří.

Během doby se v nitru zmenšuje obsah vodíku, až dojde k jeho úplnému vyčerpání. Vytvoří se isothermní jádro bez nukleárních zdrojů energie. Co do massy se isothermní jádro pozvolna zvětšuje. Jeho růst má však své meze. Chandrasekhar ukázal, že hvězda se stává nestabilní, jakmile isothermní jádro přesáhne 12% její massy. Příčina je v tom, že pro konečnou massu hvězdy nemůže existovat libovolně vysoký teplotní gradient ve vnějším obalu, který by udržoval vysokou teplotu isothermního jádra většího než 12%  $M$ . Schönberg a Chandrasekhar studovali, jak by se projevoval růst isothermního jádra ve vývoji hvězdy. Ukázalo se, že rychlost růstu jádra závisí na poloze v hlavní větvi Hertzsprungova-Russelova diagramu. Čím je hvězda jasnější, tím rychleji narůstá její jádro. Na př. hvězda o absolutní velikosti 4,5<sup>m</sup> dosáhne kritického isothermního jádra za pět miliard let. Při dosažení mezní konfigurace je hvězda o 1<sup>m</sup> jasnější a její průměr oproti původnímu vzroste 1,7krát.

Při ubývání vodíku kryje hvězda svou zářivost z gravitační energie, v oblasti kolem isothermního jádra dojde ke zvýšení teploty na dvacet milionů stupňů a více a vně jádra opět probíhají nukleární reakce. Kontrakce se zastaví, ale k isothermnímu jádru přibývá nová vrstva. Při tom musí dojít k přestavbě hvězdy, neboť rovnovážná stavba je různá pro nukleární a gravitační zdroje energie. Podle Sandage a Schwarzschilda probíhá současně s kontrakcí jádra rozpínání vnějšího obalu. Hvězda by tak procházela stadiem červeného obra.

Pokud se týče dalšího vývoje, není dosud vhodné teorie. Podle některých teorií je konečným stadiem vývoje hvězdy bílý trpaslík. Přechod však nemůže být bezprostřední, neboť k degeneraci může dojít jen u hvězd nepřilíš hmotných. Hvězdy o velké masse by se proto dříve musely zbavit přebytku. Ve vesmíru skutečně známe hvězdy, které by odpovídaly uvedené změně.

Druhá možnost vývoje hvězdy je v pulsaci. Při rozpínání vnějšího obalu mohou nastat takové podmínky, že hvězda začne pulsovat. Podle Eddingtona je pulsace projevem vnějších vrstev hvězdy (konvektivní vrstva). Potom, oscilujíc, přestane hvězda zvětšovat svůj objem a může procházet dosti dlouhým údobím svého života jako cepheida.

Je třeba však zdůraznit, že během vývoje se mění nejen chemické složení, ale i massa hvězdy. Dostatečně velký pokles  $M$  by posouval hvězdu doprava v hlavní větvi Hertzsprungova-Russelova diagramu, tedy k menším zářivostem, kdežto změna chemického složení ji posouvá nahoru k větším zářivostem.

### Atmosféra Slunce

Sluneční atmosféra sestává ze tří vrstev: z fotosféry, nejnižší části atmosféry, z níž je emitováno spojité záření. Nad ní je chromosféra a ještě výše korona. Rozhraní mezi fotosférou a chromosférou je v optické hloubce  $\tau = 0,003$ . Přechod od chromosféry do korony je charakterisován vysokým gradientem teploty. Tato přechodní vrstva ve výšce 6 až 20 tisíc kilometrů nad fotosférou je někdy nazývána *vyšší chromosférou*.

Nejpřesnější methodou poznání *fotosféry* je rozbor okrajového ztmavění a absolutní měření energie ve spektru ze středu disku. Výsledkem je určení teploty, tlaku plynů, elektronového tlaku a průměrného absorpčního koeficientu jako funkce hloubky v atmosféře. Ukazuje se, že podstatnou úlohu ve spojité atmosféře má negativní iont  $H^-$ , alespoň

v rozsahu 4000 Å až 24000 Å. Je však zapotřebí ještě dalšího zdroje opacitu,<sup>18)</sup> neboť model musí mít o 35—40% větší opacitu, aby jeho vypočtený tok záření souhlasil s pozorováním. Není také známo, zda pro 25000 Å H<sup>-</sup> vysvětlí zcela opacitu.<sup>19)</sup> Až do nedávna nejúplnější pozorování okrajového ztmavení a rozdělení energie ve spektru byla od Abbota.<sup>20)</sup> Sahala až k 22000 Å. Nová měření provedli Peytureaux<sup>21)</sup> v oblasti 10000 Å až 25000 Å a Pierce et al.<sup>22)</sup> pro 6000 Å až 102000 Å. Pierce se zabýval pozorováním pro  $\lambda < 3000$  Å. Změna profilu Fraunhoferových čar od středu k okraji skýtá také cenné informace o stavbě sluneční atmosféry. Doplňuje výsledky, získané ze spojitého záření. V tomto ohledu je důležitá identifikace čar CO u 2,3  $\mu$ .<sup>23)</sup> Pro svůj vysoký disociační potenciál (9,6 eV) je CO koncentrováno vysoko v atmosféře ( $\tau < 0,05$ ) a může tak poskytovat cenné informace o stavbě vnějších vrstev Slunce.

Jiných method se užívá při studiu chromosféry a korony. Zdrojem informací jsou jednak expedice za slunečním zatměním, jednak pozorování na radiových vlnách. Jako příklad uvádíme Piddingtonův model (viz obraz), získaný měřením intensity radiového záření Slunce. Udává stavbu nižší a vyšší chromosféry. Kinetická teplota elektronů v chromosféře, určená z intensity radiového záření na centimetrových vlnách (kolem 5000° K) dobře souhlasí s excitační teplotou z čar Fe I<sup>24)</sup> a He I<sup>25)</sup>. Ionizační teploty, odvozené z čar kovů, jsou také kolem 5000° K. Na druhé straně intensity vodíkových čar, He I a 4686 Å He II svědčí pro vyšší teploty, totiž pro 9000, 11000 a 20000° K.<sup>26)</sup> Je několik argumentů pro vysokou teplotu nízké chromosféry, většina měření však svědčí pro nízkou teplotu.

V dalším shrneme argumenty, uváděné pro vysokou teplotu nízké chromosféry:

a) Malý gradient tlaku, odpovídající teplotě přibližně 50000° K. Avšak spikule ukazují, že chromosféra není nadnášena thermicky.

b) Emise heliových čar (do 8 tisíc km). Emise heliových čar s excitačním potenciálem 20 a 48 eV nastává v případě thermodynamické rovnováhy při teplotách větších než 20000° K. Avšak flash spektrum s mnoha čarami neutrálních kovů svědčí proti tak vysoké teplotě. Heliové čáry mohou být superexcitovány, to jest excitovány nějakým činitelem, působícím ještě mimo teplotu. Může jím být UV záření korony a vysoké chromosféry.<sup>27)</sup>

c) Šířky vodíkových a heliových čar pro 1500 km podle Redmanových spektrogramů svědčí pro teplotu přibližně 30000° K.

Pro nízkou teplotu chromosféry svědčí:

d) Sluneční emise na ... 1 cm (viz Piddingtonův obrázek).

e) Ionisace a excitace kovů. Mnoho čar ve flash spektru je v absorpci ve fotosféře. Teploty obou se tedy nemohou příliš lišit.

f) Wurm studoval výskyt zakázaných čar v chromosféře.<sup>28)</sup> Protože zakázané čáry iontu Fe II nejsou pozorovány, je teplota nízké chromosféry kolem 5000° K.

<sup>18)</sup> S. Chandrasekhar, Münch, Ap. J., 104 (1946), 446.

<sup>19)</sup> Neven, De Jager, BAN, 11 (1951), 291.

<sup>20)</sup> Smithsonian Ann., 4 (1922), 203.

<sup>21)</sup> Contr. Inst. Ap. Paris, ser. A, č. 53, 83.

<sup>22)</sup> Ap. J., 112 (1950), 289.

<sup>23)</sup> L. Goldberg et al., Phys. Rev., 85 (1952), 140.

<sup>24)</sup> W. Petrie, J. R. A. S. Canada, 38 (1944), 137.

<sup>25)</sup> L. Goldberg, Ap. J., 90 (1939), 414.

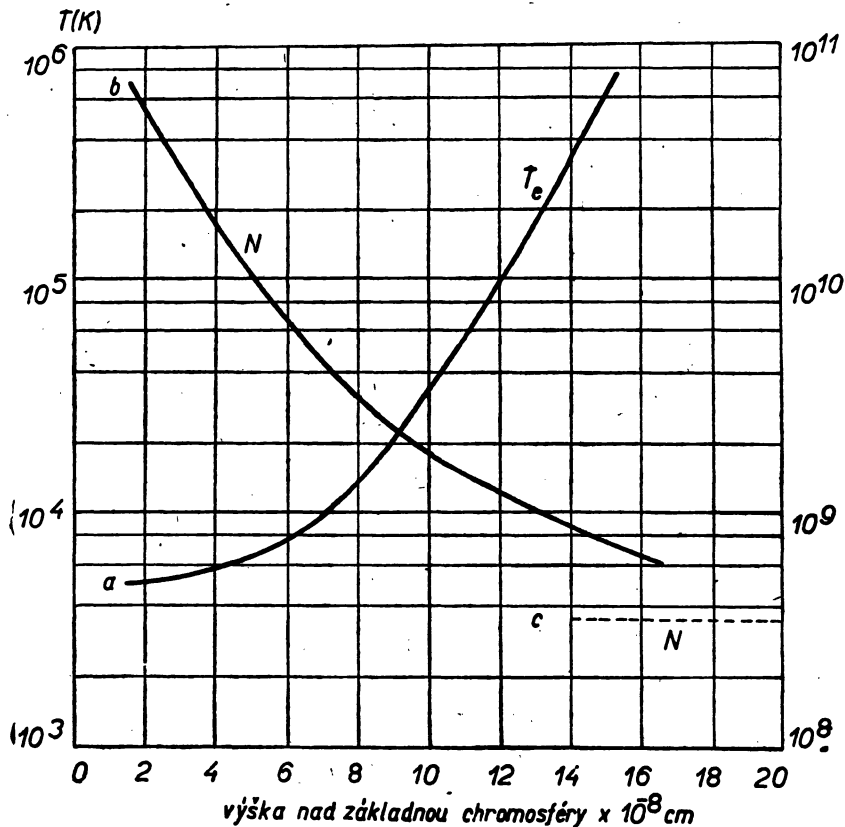
<sup>26)</sup> G. G. Cillié a D. H. Menzel, Harvard Circ., č. 410, 1935.

<sup>27)</sup> S. Miyamoto, Mem. College Sci., Kyoto U., 25 (1947), 31; I. S. Šklovskij, Trudy GAIŠ, sv. 20.

<sup>28)</sup> Zeitschr. f. Ap., 25 (1948), 109.

g) Rozdělení intenzity v Balmerově kontinuu závisí na rychlosti zachycených elektronů a dovoluje tak určit elektronovou teplotu. Krat<sup>29)</sup> nachází odtud teplotu  $T = 6200^\circ \text{K}$ .

h) Pro nízkou teplotu svědčí také Balmerova diskontinuita. Při  $T = 30000^\circ \text{K}$  by se totiž v Balmerově diskontinuitě muselo uplatňovat ještě Paschenovo kontinuum. Nic takového se však v nízké chromosféře nepozoruje.



Obr. 1.

i) Chromosféra a korona mají stejný podíl na UV-záření, které ionisuje horní vrstvy zemské atmosféry. Pro  $T = 30000^\circ \text{K}$  by však nízká chromosféra musela vyzařovat UV záření o několik řádů intenzivněji. Ionosférická měření tak svědčí pro nízkou teplotu chromosféry.

V poslední době vysvětlují někteří astronomové body b) a c) předpokladem, že chromosféra není homogenní. Sestává ze dvou druhů sloupců: horkých „heliových“ a chladných spikulí.<sup>30)</sup>

Mnohem lepší shoda je v určení teploty a hustoty nejvyšší atmosférické vrstvy — korony. Podle optických a radiových měření je její teplota kolem jednoho milionu stupňů. Fraunhoferovy čáry ve vnější a střední koruně jsou způsobeny rozptylem na prachových

<sup>29)</sup> Izv. Gl. A. Obs. Pulkovo, 18 (1951), 1, č. 147.

<sup>30)</sup> Athey, Menzel, Ap. J., 123 (1956), 285. Krat, DAN, 106 (1956), 619.

částicích.<sup>31)</sup> Jde o částice v meziplanetárním prostoru.<sup>32)</sup> Měřením jasu a polarisace korony lze oddělit složku, vznikající rozptylem na meziplanetárních částicích, od složky, vznikající rozptylem fotosférického záření na volných elektronech v koruně.

Van de Hulst vysvětlil<sup>33)</sup> koronální paprsky pohybem plynů po magnetických siločarách. Hustota v paprsku převyšuje okolní koronu asi pětkrát.

Podle dnešních názorů má sluneční atmosféra strukturu patrnou z *tab. 3*.

### Sluneční činnost

Dosud jsme se zabývali rovnovážným stavem sluneční atmosféry. V sluneční atmosféře však pozorujeme řadu přechodných zjevů, které souborně nazýváme sluneční činností. Jsou velmi rozmanité a rozumíme jim jen málo. K sluneční činnosti počítáme:

a) Sluneční skvrny, jejich frekvenci, rozložení na disku, plošnou velikost, strukturu, pohyb, magnetické pole a vývoj.

b) Fotosférické a chromosférické zjevy, doprovázející skvrny: fakule, flokule, jemnou strukturu chromosféry, chromosférické erupce, jejich emise korpuskulární, ultrafialová, radioemise a kosmické záření, protuberance a filameny typu slunečních skvrn.

c) Protuberance, které do jisté míry představují přechod mezi korunou a chromosférou, a které nemusí být vázány na sluneční skvrny.

d) Koronální poruchy nad slunečními skvrnami.

Všechny tyto zjevy tvoří často místní a časový celek, nazývaný aktivní oblastí. Podstatným činitelem v životě aktivní oblasti je její magnetické pole. Zavedení magnetických a elektrických sil do sluneční fyziky znamenalo velký pokrok. Vznikl vědní úsek astronomie — magnetohydrodynamika.<sup>34)</sup>

Ve sluneční atmosféře probíhá řada pohybů. Uvedme některé: vzestupné a sestupné proudy v konvektivní zóně pod fotosférou, granulace, spikule, pohyby ve slunečních skvrnách (Evershedův efekt), diferenciální rotace, pohyby protuberancí a filametů směrem k pólům, pohyby skvrn v šifce a délce, pohyby korony, nahodilé pohyby zjištěné pomocí křivky růstu, poledníkové pohyby fotosférických plynů v závislosti na jedenáctiletém cyklu (Richardson a Schwarzschild) atd. Interpretace uvedených pohybů je značně složitá. Reynoldsovo číslo je téměř vždy větší než 1000, takže pohyby mají spíše turbulentní než laminární charakter. Podmínky ve sluneční atmosféře jsou příznivé pro vznik nárazových vln. Konečně hydrodynamické proudění je komplikováno elektromagnetickými efekty, neboť plyny sluneční atmosféry jsou vysoce ionisované (jsou dobrými vodiči) a proudění se děje v magnetickém poli. Může to být celkové pole, pole skvrn nebo místní magnetické pole, jakých je možno slunečním magnetografem najít větší množství. K popsání pohybů plynů je třeba mimo hydrodynamických zákonů použít Maxwellových elektromagnetických rovnic. Kombinací hydrodynamiky a elektrodynamiky se dostal do rukou astronomů mocný nástroj výzkumu — magnetohydrodynamika (též zvaný hydromagnetika nebo kosmická elektrodynamika) — nejen Slunce, ale i mezihvězdné hmoty, galaxií, hvězd a kosmologie.<sup>35)</sup> Proudění ve sluneční atmosféře může nabýt formy magneto-hydrodynamických vln, jak ukázal H. Alfvén. Výsledky ve sluneční fyzice jsou pozoruhodné a, bohužel, dosud málo známé. Zaslouhovaly by zvláštního pojednání. Totéž možno říci o jednotlivých projevech sluneční činnosti. Většina úsilí byla dosud věnována spíše jejich fenomenologické stránce, za kterou vlastní fyzikální průzkum značně pokulhává.

<sup>31)</sup> W. Grotian, *Zeitschr. f. Ap.*, 8 (1934), 124.

<sup>32)</sup> Van de Hulst, *Ap. J.*, 105 (1947), 471.

<sup>33)</sup> BAN, 11 (1950), č. 410.

<sup>34)</sup> H. Alfvén, *Cosmical Electrodynamics*, Oxford 1950.

<sup>35)</sup> Viz pozn. <sup>16)</sup>.

### Sluneční vlivy na Zemi

Sluneční činnost ovlivňuje ionosféru, magnetické pole Země a způsobuje polární záře. Působení se děje prostřednictvím záření UV, nebo korpuskulárního. Základním problémem ve studiu vlivů Slunce na Zemi je předpovídání pozemských poruch z pozorování sluneční činnosti. Ionosférické a magnetické poruchy mohou být vyvolány UV-zářením nebo proudy korpuskulí z aktivních oblastí. UV-zářením vyvolává Dellingerův efekt a magnetický háček. Oba projevy jsou pozorovány při některých velkých erupcích.

Proud korpuskulí doběhne na Zemi asi za jeden den. Způsobí difusní odraz radiových vln od ionosférické vrstvy, magnetickou bouři, případně i jasnou polární záři. V poslední době se hromadí pozorování vzrůstu neutronové složky kosmického záření po velkých erupcích.

Velké chromosférické erupce bývají provázeny značným zvýšením intenzity radiového šumu. Tento vliv může rušivě zasáhnout v radiovém vysílání nebo v radiolokaci.

Je velké množství prací, které studují vliv sluneční činnosti na cirkulaci troposféry. Protože Slunce zasahuje do životního prostředí člověka, nabývá tak jeho pozorování praktického významu. Dnes se o změny na Slunci mimo astronomů zajímají geofysikové, energetikové, radiotechnika, meteorologie a klimatologie, medicína atd.<sup>36)</sup>

Starší národové namnoze uctívali Slunce jako boha. Byli si plně vědomi jeho významu pro všechny život. Památky, které po nich zůstaly, svědčí o jejich velkém pozorovatelském nadání a o znalostech pohybů Slunce i ostatních nebeských těles. Moderní věda význam Slunce pro život jen zdůraznila a odůvodnila. Moderní člověk však dovede často s naprostou nevšimavostí přecházet moderní objevy o Slunci, o tomto zdroji všeho života na Zemi, o vesmírovém tělese s velmi zajímavým vlastním životem.

Tabulka 3.

Stavba sluneční atmosféry

Atmosférická vrstva	$h$ (km)	$\log n_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T$ (°K)	Vodík
Korona vnější . . . . .	$1,4 \cdot 10^6$	5,3	$1,5 \cdot 10^6$	ionisován
střední . . . . .	$7 \cdot 10^5$	6,2	$1,5 \cdot 10^6$	
vnitřní . . . . .	$1,4 \cdot 10^5$	7,6	$1,5 \cdot 10^6$	
	$2,1 \cdot 10^4$	8,3	$1,0 \cdot 10^6$	
Horní chromosféra (značně nejisté) . . . . .	$14 \cdot 10^3$ $7 \cdot 10^3$	8,7 9,7	$3 \cdot 10^4$ $2,5 \cdot 10^4$	ionisován
Spodní chromosféra . . . . .	$4 \cdot 10^3$ 1000 500	10,0 10,7 11,0	6100 5300 4900	neutrální
Sluneční okraj ( $\tau = 0,003$ ) fotosféra $\tau = 0,01$	0 -100	12,1 12,3	4500 4500	neutrální
0,10	-210	12,7	5000	
1,0	-335	13,8	6400	
2,0	-360	14,3	7000	
3,0	-375	14,7	7300	

$\tau$  v tabulce značí optickou hloubku. Tabulka je převzata z Van de Hulstovy práce v *The Sun*, Chicago 1953.

<sup>36)</sup> Podrobněji o těchto otázkách viz poslední a předposlední kapitoly knihy J. Kleczek, *Nitro Slunce a život na Zemi*, Orbis 1955.