

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie

Zdeněk Pokorný

Vznik sluneční soustavy

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie, Vol. 29 (1984), No. 2, 80--88

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/139977>

Terms of use:

© Jednota českých matematiků a fyziků, 1984

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>

- [16] MALÍK M.: *Simulační studie „ŽELIVKA“*. Sborník Moderní programovací jazyky, 1979, str. 52–62.
- [17] PYTJEVA N. a KOL.: *O funkcionalnoj organizacii elektrontransportnoj cepi v chromatoforach fotosintezirujících bakterij*. Studia Biophysica, 48, 1975, 3, str. 173–184.
- [18] RØGEBERG T.: *Simulation and Simulation Languages*. NCC, Oslo, 1973.
- [19] SERBA I.: *Modelování na počítačích I*. Učební texty vysokých škol, SNTL, Praha, 1974.
- [20] SERBA I.: soukromé sdělení, 1980.
- [21] ZEIGLER B.: *Theory of Modelling and Simulation*. John Wiley and Sons, New York, 1976.
- [22] ZÍTEK F.: *Ztracený čas*, Academia, Praha, 1969.
- [23] *System/360 — Continuous-System Modeling Program*. IBM User's Manual, IBM, 1967.
- [24] *GPSS/360*. IBM User's Manual, IBM, 1964.
- [25] *SIMSCRIPT 1.5 IBM System 360/370*. IBM User's Manual, IBM, 1971.
- [26] *Problem Statement Language*. ISDOS Manual, Univ. of Michigan, Michigan, 1980.
- [27] *Problem Statement Analyzer*. ISDOS Manual, Univ. of Michigan, Michigan, 1979.

Vznik sluneční soustavy

Zdeněk Pokorný, Brno

1. Úvod

Před necelými 5 miliardami let došlo k důležité události — vznikla sluneční soustava. Zrekonstruovat situaci a popsat vznik naší planetární soustavy je neobyčejně obtížné, a to nejen pro časovou odlehlost; dodnes se totiž nepodařilo objevit analogickou soustavu u některé jiné hvězdy. Zjištění přítomnosti planet u hvězdy je z pozorovatelského hlediska mnohem složitější než např. pozorování zárodečné mlhoviny, obklopující mladou hvězdu. Není vyloučeno, že mezi už známými kosmickými zdroji infračerveného záření se nacházejí i zárodečné mlhoviny, v nichž vznikají nové planety.

Pohled do historie ukazuje, že otázkami vzniku sluneční soustavy se zabývala řada vynikajících vědců. Nebylo by bez zajímavosti jistě ani dnes sledovat myšlenkové postupy těchto badatelů a soupeření jednotlivých koncepcí, založených ovšem více na spekulacích a odhadech než na reálných datech. Naším úkolem je však podat současný pohled na věc, a proto čtenáře, který hledá informace o historii oboru, odkazujeme na literaturu [1].

Vznik planet úzce souvisí se vznikem hvězd. Podle dnes všeobecně přijímané koncepce vzniku sluneční soustavy se Slunce i planety utvořily téměř současně. V důsledku kolapsu části oblaku mezihvězdné látky, ke kterému došlo před asi $(4,6-4,7) \cdot 10^9$ lety, se zformovala zárodečná mlhovina. Pak, v časové škále nepřevyšující $(1-4) \cdot 10^8$ let, vzniklo Slunce, planety i množství „drobných“ těles.

Pro dnešní sluneční soustavu jsou charakteristické některé vlastnosti, které moderní teorie samozřejmě musí uspokojivě vysvětlit:

– dráhy planet jsou téměř kruhové a leží takřka v jedné rovině; směr pohybu kolem Slunce (a u většiny planet i směr rotace) souhlasí se směrem rotace Slunce;

– existuje několik skupin planet (družic), které se od sebe nápadně liší svou velikostí, chemickým složením i polohou ve sluneční soustavě: planety typu Země (Merkur, Venuše, Země, Měsíc, Mars), typu Jupitera (Jupiter a Saturn), vnější planety (Uran a Neptun) a menší tělesa složená převážně z ledu (některé Jupiterovy a většina Saturnových družic, Pluto);

– rozdělení momentu hybnosti ve sluneční soustavě: ačkoliv ve Slunci je soustředěno 99,87% veškeré hmoty sluneční soustavy, jeho moment hybnosti činí jen necelá 2% momentu hybnosti celé sluneční soustavy.

Nejenom tyto, ale i mnohé další vlastnosti těles sluneční soustavy, o nichž získáváme informace především výzkumem na místě samém pomocí kosmických sond*) (údaje o meziplanetární látce, chemickém složení povrchů a atmosfér planet a jejich družic, zastoupení izotopů) jsou pro nás důležité, máme-li si vytvořit správný obraz o procesech v době vzniku planetární soustavy.

2. Zárodečná mlhovina

Hvězdy v naší Galaxii vznikají v gigantických plynoprachových komplexech mezihvězdné látky o rozměrech desítek parseků (1 parsek = $3,1 \cdot 10^{16}$ m) a hmotnostech až $10^5 M_{\odot}$ (M_{\odot} – hmotnost Slunce = $2 \cdot 10^{30}$ kg). Ve složité chuchvalcovité struktuře komplexu se nacházejí temná molekulární oblaka. Jsou to útvary chladné (teplota 10–80 K) a neutrální (počet elektronů k celkovému počtu částic nepřevyšuje 10^{-5} a možná je jen 10^{-8}), kde koncentrace částic dosahuje 10^9 až 10^{10} m^{-3} .

Molekulární oblaka jsou v dynamické rovnováze s okolím, kde je méně hustý, zato však teplejší plyn. Tato rovnováha může být narušena z řady příčin; úsilí mnoha astrofyziků směřuje k tomu, aby byly zjištěny možné nestability, které způsobí kolaps oblaku a ve svém důsledku vedou ke vzniku hvězd [2].

Velmi důležitá je znalost chemického složení oblaku (zárodečné mlhoviny), ze kterého vzniklo Slunce a planety. Jako první přiblížení lze brát chemické složení Slunce, ovšem pro detailní výpočty kondenzačních procesů v mlhovině je zapotřebí použít adekvátnější data. Jsou jimi jednak údaje o složení molekulárních oblaků mezihvězdné látky, kde se mohou tvořit nové planetární soustavy, jednak rozbory chemického složení těles, jež pocházejí z nejranějšího období vývoje sluneční soustavy a která nemohla být později podstatně změněna (např. zvláštní typ meteoritů – uhlíkaté chondrity). I tak známe chemické složení zárodečné mlhoviny jen přibližně, chyby v zastoupení jednotlivých prvků mohou dosahovat 10–20%. V tabulce 1 jsou uvedeny relativní četnosti 15 prvků nejhojněji zastoupených v zárodečné mlhovině (četnosti jsou normovány tak,

*) Viz obr. 4–9 na křídové příloze uprostřed čísla.

že četnost křemíku je 10^6). Mlhovina je převážně v plynném stavu, jen asi 1% látky (podle hmotnosti) je v pevné fázi jako malá prachová zrna s typickým rozměrem 0,1 až 1 μm .

Prvek	relativní četnost
vodík	$3,18 \cdot 10^{10}$
hélium	$2,21 \cdot 10^9$
kyslík	$2,15 \cdot 10^7$
uhlík	$1,18 \cdot 10^7$
dusík	$3,74 \cdot 10^6$
neón	$3,44 \cdot 10^6$
hořčík	$1,06 \cdot 10^6$
křemík	$1,00 \cdot 10^6$
železo	$8,3 \cdot 10^5$
síra	$5,0 \cdot 10^5$
argon	$1,17 \cdot 10^5$
hliník	$8,5 \cdot 10^4$
vápník	$7,2 \cdot 10^4$
sodík	$6,0 \cdot 10^4$
nikl	$4,8 \cdot 10^4$

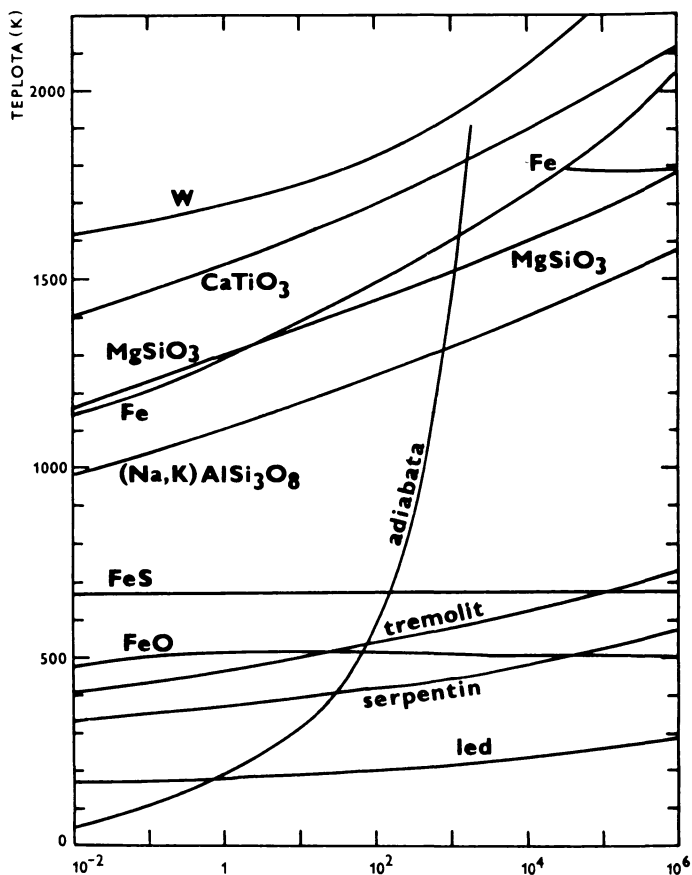
Tabulka 1. Relativní četnosti prvků v zárodečné mlhovině podle Camerona [3] (četnost Si = 10^6).

Před asi $4,7 \cdot 10^9$ lety se malá část mezihvězdného oblaku začala smršťovat. Dodnes není zcela spolehlivě známo, co zavdalo podnět ke kolapsu oblaku. Spouštěcím mechanismem mohl být např. výbuch blízké supernovy [4], pro nějž svědčí nepřímý důkaz: v meteoritu Allende, který je uhlíkatým chondritem, byl nalezen 10% přebytek izotopu Mg^{26} , který pravděpodobně vznikl rozpadem izotopu Al^{26} s poločasem rozpadu $7,4 \cdot 10^5$ let. Tak krátký poločas rozpadu Al^{26} vyžaduje, aby v době bezprostředně před kondenzací pevných zrn nebo v průběhu jejich utváření tento izotop obohatil látku zárodečné mlhoviny. K obohacení mohlo dojít právě při výbuchu blízké supernovy nebo uvnitř sluneční soustavy při vysoké aktivitě vznikajícího Slunce [5].

Doposud není přesně známo, jak hmotná byla zárodečná mlhovina. Podle A. G. W. Camerona [6] hmotnost činila $2-3 M_{\odot}$, podle V. S. Safronova [7], C. Hayashiho a jeho spolupracovníků [8] jen o několik procent převyšovala dnešní hmotnost Slunce. Zárodečná mlhovina se smrštila do tlustého disku o průměru řádově 100 AU (AU = astronomická jednotka = $1,496 \cdot 10^{11}$ m). Vzhledem k tomu, že se celkový moment hybnosti mlhoviny zachovává, počala mlhovina při smršťování rychle rotovat. Současně se zvětšila hustota látky v mlhovině natolik, že se účinně absorbovalo vlastní infračervené záření; teplota uvnitř oblaku se rychle zvyšovala a ve středních částech dosáhla až 2200 K. Směrem od středu teplota klesala a na okrajích mlhoviny byla stále nízká (desítky kelvinů). V důsledku vysokých teplot v oblaku (přinejmenším v jeho středových částech) se vypařily všechny prachové částice.

Jakmile se v rotující mlhovině ustavila hydrostatická rovnováha, počala chladnout

tepelným vyzařováním navenek a nastala opětá kondenzace prachových zrn. Tehdy však jejich chemické složení záviselo na vzdálenosti od středu mlhoviny: při výpočtech rovnovážných reakcí mezi plyny a kondenzáty pro celý soubor prvků a sloučenin, které



Obr. 1. Kondenzační křivky pro sloučeniny zárodečné mlhoviny. Nad křivkou označenou W se nemůže vytvořit stabilní kondenzát. Závislost tlaku na teplotě v centrální rovině mlhoviny byla adiabatická a je na obrázku vyznačena („adiabata“).

pravděpodobně obsahovala zárodečná mlhovina, se ukázalo, že kondenzace většiny látek prakticky nezávisí na tlaku, ale jen na teplotě [9] (obr. 1). A protože teplota je různá v různých částech mlhoviny (např. ve vzdálenosti 1 AU – dnešní poloha Země – asi 600 K, ve vzdálenosti 5 AU – dnešní poloha Jupitera – asi 170 K), dochází k chemickému oddělení (segregaci) látky. Chladnutí mlhoviny trvalo déle než doba, kterou potřebovala právě vzniklá zrna k přesunu do rovníkových oblastí mlhoviny a k vytvoření shluků pevných částic (viz další kapitola). Různé chemické složení planet a družic nacházejících se různě daleko od Slunce lze tedy vysvětlit zcela přirozeně jako důsledek rozdělení teploty v zárodečné mlhovině: každá z planet se vytvořila z materiálu, který kondenzoval v poměrně úzkém rozpětí teplot – pro planety typu Země snad jen 100–200 K.

Právě popsaný model horké zárodečné mlhoviny, ve které se prachová zrna zcela vypařila a potom opět zkondenzovala, byl velmi populární v 70. letech. V rámci

tohoto modelu se však nedaří vysvětlit mineralogické složení chondritů, takže existují i modely chladného disku, v němž se nacházejí původní částice mezihvězdné látky. Poněvadž zatím nemáme přímé údaje o stupni zahřátí látky v zárodečné mlhovině, musíme připustit jak možnost úplného vypaření zrn mezihvězdné látky, tak i možnost částečného vypaření, které mohlo být téměř nezatelné na periférii disku. Spornou otázkou teploty ve vzdálenostech 1–4 AU od středu mlhoviny může vyřešit srovnání mineralogického složení nejjednodušších uhlíkatých chondritů se složením mezihvězdného prachu.

3. Jak se utvářely zárodky planet

Zárodečná mlhovina tvaru disku byla zpočátku tvořena plynem a prachem, ať již mezihvězdným nebo znovu z kondenzovaným. Je pravděpodobné, že zpočátku byla v mlhovině silná turbulence plynu. Ta však brzy ustala, neboť chyběl zdroj vyvolávající turbulence. Málo hmotná mlhovina, kterou uvažují Safronov a Hayashi, je na rozdíl od hmotnější (Cameron) dostatečně gravitačně stabilní. Nemůže v ní dojít ihned k formování zárodků planet. Prachová zrna nejprve klesala po spirálovitých drahách do centrální roviny kolmé k rotační ose zárodečné mlhoviny. Docházelo ke vzájemným srážkám zrn, která spojováním mohla narůst až do centimetrových rozměrů. Utvořila se tak relativně tenká prachová vrstva o tloušťce asi $1/20$ vertikálního rozměru mlhoviny. Z modelových výpočtů [10] plyne, že tento proces byl dostatečně rychlý: ve vzdálenosti 1 AU se vrstva z centimetrových zrn utvořila za asi $3 \cdot 10^3$ let. Ukázalo se též, že narůstáním zrn se urychluje jejich usazování do centrální roviny.

Ačkoliv mlhovina jako celek je gravitačně stabilní, tenká prachová vrstva za dobu řádově 10^3 let byla rozrušena v důsledku gravitačních nestabilit, to znamená, že se v ní vytvořilo velké množství místních shluků pevných částic, které se s časem zvětšovaly a houstly. V prachové vrstvě docházelo k nesčetným srážkám částic a blízkým přiblížením. Při srážce dvou těles relativně malou rychlostí se tělesa netříští, ale spojují. Část kinetické energie se přemění na teplo a na deformaci těles, která se srazila, takže i srážky relativní rychlostí 2–3krát převyšující únikovou vedou ke spojení, nikoliv k fragmentaci těles. Srážkami se dráhy částic stávají méně výstředné a více se sobě podobají. Opačně než srážky působí blízká přiblížení dvou částic, kdy se tělesa gravitačně ovlivní. Blízkými přiblížením se rozptyl rychlostí částic zvyšuje. Je tedy patrné, že tvorba zárodků planet závisí na tom, zda relativní rychlosti těles zůstávají nízké a zda je dostatek těles na oběžných drahách, které se protínají.

Zatím není zcela jasné, zda se při vzniku zárodků planet podstatnou měrou uplatní i plyn. Pokud by odpor plynného prostředí nebyl zanedbatelný, snížily by se v průměru relativní rychlosti částic, což by urychlilo jejich růst. Na druhé straně odpor plynu vede k tomu, že výstřednosti drah jsou menší, takže se snižuje počet těles na drahách navzájem se protínajících, a to naopak brzdí růst zárodků.

Numerické výpočty [11, 12] ukazují, že gravitační nestability jsou dostatečně účinným mechanismem pro vznik těles zhruba kilometrových rozměrů, i když pro vznik nejmenších tělísek (do centimetrových velikostí) je třeba brát v úvahu i negravitační efekty. Tak např. turbulentní pohyby plynné složky mohou zabránit vzniku malých zrn

a jejich usazení do centrální roviny, uvažujeme-li pouze gravitační síly. S. J. Weidenschilling dokázal [12], že i slabé van der Waalsovy síly umožní tvorbu centimetrových zrn v průběhu jejich usazování do centrální roviny.

4. Vznik planet typu Země a Jupitera

Planety sluneční soustavy mohly v principu vzniknout dvěma způsoby:

a) gravitačním kolapsem části zárodečné mlhoviny. Tak by vznikly hmotné plynné *protoplanety*, mnohokrát větší než jsou dnešní planety. Smrštěním by se měly utvořit planety i systémy družic obíhajících kolem nich (toto je Cameronův přístup);

b) postupnou akumulací. Spojováním menších těles by měly vzniknout postupně tělesa větší, až tzv. zárodky planet – *planetesimály* (tento způsob vzniku uvažuje např. Safronov a Hayashi).

Uvedli jsme již, že Cameronův přístup je spojen s podmínkou existence hmotné zárodečné mlhoviny. Gravitačním kolapsem části mlhoviny lze sice vysvětlit vznik planet typu Jupitera, není však možné jednoduše objasnit vznik menších těles – planet typu Země a družic planet. V málo hmotné zárodečné mlhovině pak vůbec nemůže dojít ke vzniku plyných protoplanet větších hmotností. Přidržíme se proto v dalším výkladu představy vzniku planet postupnou akumulací zpočátku malých těles.

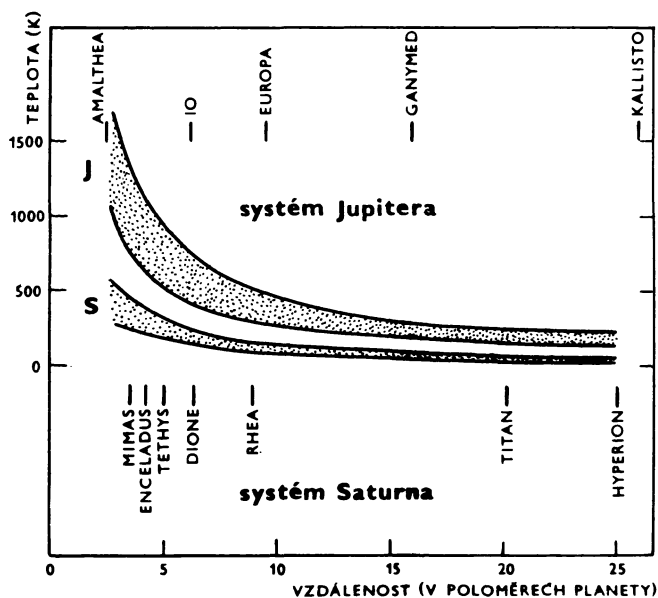
V rovině rotačního rovníku mlhoviny se již utvořilo velké množství asi kilometrových těles. Přibližně 10^{13} těchto těles bylo zapotřebí k utvoření planety typu Země. Řada autorů zjišťovala (numericky i analyticky) rychlost růstu protoplanet [7, 13, 14]. Ukazuje se, že i když bereme v úvahu jen elementární procesy v prachové vrstvě mlhoviny (srážky, těsná přiblížení těles, vznik kráterů na tělesech), utvoří se za relativně krátkou dobu (řádově 10^4 let) dostatečný počet planetesimál o průměrech 500–1000 km. Celý proces může být ke konci poněkud brzděn okolním plynem.

V tomto stadiu vývoje sluneční soustavy již tedy existovala řada těles o průměru až 1000 km. Většina látky však zůstala ve formě malých těles o rozměrech blízkých původním kilometrovým. V poslední fázi akumulace planet vznikly planety typu Země (typický rozměr 10^4 km, hmotnost 10^{24} kg) a železnatokamenná jádra planet typu Jupitera (hmotnost řádově 10^{25} kg). Tato vývojová fáze byla nejpomalejší: u velkých těles je sice větší účinný srážkový průřez než u těles menších, avšak pohybují se po málo výstředných drahách a tím klesá pravděpodobnost srážky s jinými (podobně velkými) tělesy. I tak se tato tělesa zformovala za dobu nepřesahující řádově 10^8 let, jak ukazují numerické výpočty [15, 16] (proto-Země rostla $5 \cdot 10^6$ let, proto-Jupiter $1 \cdot 10^7$ let, proto-Saturn $2 \cdot 10^8$ let, pouze u Urana a Neptuna vycházejí příliš dlouhé doby akumulace – řádově 10^9 let).

Planety typu Jupitera vznikly postupným nabíráním vodíku a hélia (zde nejhojněji zastoupených plynů) na železnatokamenná jádra, která se utvořila z prachové složky současně s planetami typu Země. V době, kdy se jádra těchto velkých planet zvětšila natolik, že mohla účinně svou gravitací vázat na sebe okolní plyn, značná část původního množství plynu (až 90%) zde již nebyla. V. S. Safronov a E. L. Ruskol [17] mode-

lovali proces akrece (nabírání) plynu v různých stádiích růstu planet. Nejintenzivněji dopadal plyn na Jupitera v době, kdy měl asi třetinu dnešní hmotnosti. Tehdy povrchová teplota dosáhla maximální hodnoty (5000 K) a zářivý výkon byl $0,003 L_{\odot}$ ($L_{\odot} =$ dnešní zářivý výkon Slunce = $3,8 \cdot 10^{26}$ W). Saturn narůstal pomaleji než Jupiter, maximální povrchová teplota nepřesáhla 2400 K. Rychlost růstu Urana a Neptuna byla ještě nižší. Rozdíly ve velikostech planet Jupiterova typu a vnějších planet souvisejí s množstvím plynu, který byl k dispozici, a to klesalo směrem od středu sluneční mlhoviny. U Urana a Neptuna se navíc projevila okolnost, že v době, kdy jádra narostla do patřičně velkých rozměrů, plyn z této oblasti byl již téměř zcela vytlačen.

Část plynu padajícího na planetu vytvořila rotující plynnou obálku, v níž vznikaly družice. Teplota v plynné obálce klesala se vzrůstající vzdáleností od středu (obr. 2), což se též muselo odrazit na složení družic Jupitera a Saturna. U Jupitera nejbližší družice ztratily těkavé látky a jsou složeny jen z těžko se vypařujících látek, zatímco družice vzdálenější obsahují i lehčí a těkavější látky (zejména vodní led). Teplota v Saturnově plynném disku byla však vždy natolik nízká (pod 300 K), že i v těsné blízkosti planety se voda udržela v pevném skupenství. Zatím se jen několik autorů pokusilo kvantitativně popsat vznik družic Jupitera a Saturna (např. [18]), nicméně shoda s pozorováními (výsledky ze sond Pioneer a Voyager) je slibná.



Obr. 2. Rozdělení teploty v plynných discích kolem Jupitera a Saturna ve stadiu vzniku těchto planet.

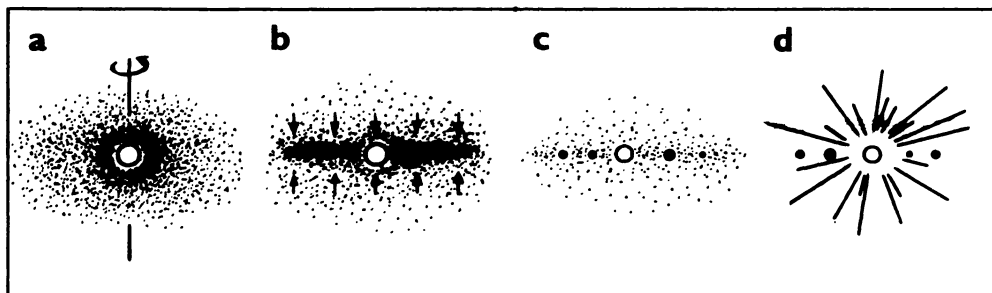
5. Planety na počátku svého vývoje

Ve středové části zárodečné mlhoviny vzniklo kontrakcí (současně s planetami) Slunce. Na konci období tvoření planet se Slunce gravitačně smrštilo natolik, že uvnitř

vzrostla teplota na řádově 10^7 K a zapálily se první jaderné reakce. V tomto období (před $(4,5-4,6) \cdot 10^9$ lety) nebo krátce předtím Slunce již zářilo jako červená hvězda s výkonem $100-500 L_{\odot}$. Silný hvězdný vítr (proud elektronů, protonů a α částic z povrchu hvězdy) vytlačoval plyn a nespočetné pevné částice, které zbyly po vzniku planet (viz obr. 3, kde je schematicky znázorněno toto stadium spolu s několika předchozími). Je pravděpodobné, že část tohoto materiálu stále obíhá ve sluneční soustavě jako oblak komet, o němž se předpokládá, že se nachází asi ve čtvrtině vzdálenosti k nejbližším hvězdám.

Dosud není zcela jasné, jak probíhal raný vývoj planet typu Země. Již při akumulaci těchto planet zřejmě docházelo k rozpadu radioaktivních prvků v nitru. Podle Safrova a jeho školy (např. [19]) byly povrchové vrstvy současně bombardovány zbytky pevných těles. Tepelná energie vzniklá při dopadech spolu s energií uvolněnou při radioaktivním rozpadu prvků dostatočně k rozehtání a roztavení pláště i nitra planet, což mělo za následek diferenciaci látky v nitru (rozdělení podle hustoty).

Hayashi a jeho spolupracovníci (např. [8]) se domnívají, že celý proces akumulace planet probíhal za přítomnosti plynu (doba potřebná k odstranění plynu ze zóny Země a ostatních planet jejího typu byla stejná či delší než doba potřebná k jejich akumulaci). Pak ovšem planety byly obklopeny hustými primárními atmosférami. Na konci období



Obr. 3. Schematické znázornění vzniku sluneční soustavy: a) zárodečná mlhovina; b) vznik vrstvy z pevných částic v rovině rotačního rovníku mlhoviny; c) akumulace planet; d) vymetení zbytků plynu i pevných částic ze soustavy intenzivním slunečním větrem.

akumulace Země měla tato atmosféra hmotnost řádově 10^{23} kg (dnešní 10^{18} kg) a teplota povrchu Země dosáhla snad až 4000 K, neboť atmosféra byla neprůhledná pro infračervené záření (projevoval se zde silný skleníkový efekt). Za těchto teplot mohlo dojít k roztavení svrchních vrstev Země. Planety zemského typu pak ztratily primární atmosféry v důsledku bouřlivé aktivity tehdejšího Slunce.

Atmosféry, které nyní obklopují planety typu Země (pokud se vůbec mohly u planety udržet), jsou sekundární. Tvoří je plyny, které se uvolňovaly z podpovrchových vrstev při geologických pochodech.

Většina procesů, které podstatným způsobem ovlivnily vlastnosti těles sluneční soustavy, proběhla v první miliardě let její existence. Pak následoval relativně pomalý vývoj všech těles – planet, družic i meziplanetární látky.

6. Závěr

Ve scénáři vzniku sluneční soustavy jsou stále mnohá bílá místa. Týká se to zejména počátečních fází vývoje (jak došlo ke kolapsu zárodečné mlhoviny, z čeho byla složena), ale i období, kdy planety již byly „téměř hotové“. Nicméně pokrok v tomto oboru za poslední desetiletí byl tak markantní, že je na místě hovořit o ucelené teorii vzniku sluneční soustavy. Je též jasné, že se neobejdeme bez poznatků jiných vědních oborů. Proto pokrok na tomto poli výzkumu do značné míry závisí i na pokroku hvězdné astronomie, kosmochemie a věd o Zemi.

Literatura

- [1] HORSKÝ, Z., PLAVEC, M.: *Poznávání vesmíru*. Praha, Orbis 1962, 207–216, 295–297, 335–336.
- [2] GEHRELS, T. (ed.): *Protostars and planets*. Tucson, The University of Arizona Press 1978 (ruský překlad: *Protozvezdy i planety*. Moskva, Mir 1982), kap. 1–3.
- [3] CAMERON, A. G. W.: *Abundances of the elements in the solar system*. *Space Sci. Rev.* 15 (1973), 121–146.
- [4] SCHRAMM, D. N.: *Supernovae and the formation of the solar system*. Ve sborníku citovaném sub [2].
- [5] LEE, T., PAPANASTASSION, D. A., WASSERBURG, G. J.: *Aluminium-26 in the early solar system: Fossil or fuel?* *Astrophys. J.* 211 (1977), L 107–L 110.
- [6] CAMERON, A. G. W.: *Physics of the primitive solar nebula and of giant gaseous protoplanets*. Ve sborníku citovaném sub [2].
- [7] SAFRONOV, V. S.: *Evolucija doplanetnogo oblaka i obrazovanije Zemli i planet*. Moskva, Nauka 1969.
- [8] NAKAZAWA, K., NAKAGAWA, Y.: *Origin of the solar system*. *Prog. Theor. Phys., Suppl. No. 70* (1981), 11–34.
- [9] BARSHAY, S. S., LEWIS, J. S.: *Chemistry of primitive solar material*. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 14 (1976), 81–94.
- [10] NAKAGAWA, Y., NAKAZAWA, K., HAYASHI, C.: *Growth and sedimentation of dust grains in the primordial solar nebula*. *Icarus* 45 (1981), 517–528.
- [11] GOLDREICH, P., WARD, W. R.: *The formation of planetesimals*. *Astrophys. J.* 183 (1973), 1051 to 1061.
- [12] WEIDENSCHILLING, S. J.: *Dust to planetesimals: Settling and coagulation in the solar nebula*. *Icarus* 44 (1981), 172–189.
- [13] GREENBERG, R., WACKER, J. F., HARTMANN, W. K., CHAPMAN, C. R.: *Planetesimals to planets: Numerical simulation of collisional evolution*. *Icarus* 35 (1978), 1–26.
- [14] WETHERILL, G. W.: *Formation of the terrestrial planets*. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 18 (1980), 77–113.
- [15] COX, L. P., LEWIS, J. S.: *Numerical simulation of the final stages of terrestrial planet formation*. *Icarus* 44 (1980), 706–721.
- [16] NAKAGAWA, Y., HAYASHI, C., NAKAZAWA, K.: *Accumulation of planetesimals in the solar nebula*. *Icarus* 54 (1983), 361–376.
- [17] SAFRONOV, V. S., RUSKOL, E. L.: *On the origin and initial temperature of Jupiter and Saturn*. *Icarus* 49 (1982), 284–296.
- [18] LUNINE, J. I., STEVENSON, D. J.: *Formation of the Galilean satellites in a gaseous nebula*. *Icarus* 52 (1982), 14–39.
- [19] SAFRONOV, V. S., VIŠJAZEV, A. V.: *Proischoždenije solněčnoj sistemy*. Ve sborníku: SJUŇJAEV, R. A.: *Itogi nauki i tehniki*. *Astronomija*, tom 24. Moskva 1983, 5–93.