

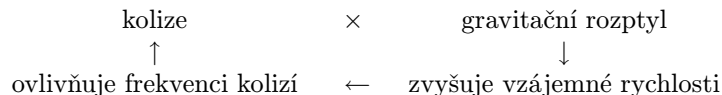
0.1 Planetesimály a embrya

V předchozí kapitole jsme sledovali přeměnu plynu na kilometrové planetesimály. Nyní budeme zkoumat, jak se tato tělesa shlukují do větších planetárních embryí, jak vznikají obří planety nabalováním okolního plynu a terestrické planety srážkami embryí.

0.1.1 Kolizní růst planetesimál na planetární embrya

Připomeňme, že obíhající balvany brzdí tření o pomaleji obíhající plyn a že zrychlení klesá s rozměrem balvanu jako $1/R$. Na kilometrovou planetesimálu již tedy není vliv tření tak dramatický: velká poloosa se zmenšuje pomalu a těleso by spadlo na Slunce až za miliony roků. Poměrně rychleji ovšem *klesají k nule výstřednosti a sklony drah*, takže všechny planetesimály obíhají téměř po kružnicích, jejich vzájemné rychlosti jsou dosti malé a při srážkách se budou spíše spojovat než tříštit.

Jak rychle tedy planetesimály narůstají? To zřejmě závisí na tom, jak často se potkávají. Uvědomme si, že když se planetesimály těsně „netrefí“, gravitačně se rozptýlí a v průměru se zvyšuje jejich rychlost vzhledem k ostatním planetesimálám (což ovlivňuje frekvenci setkávání v budoucnu). Můžeme si pro názornost nakreslit takovéto schéma:



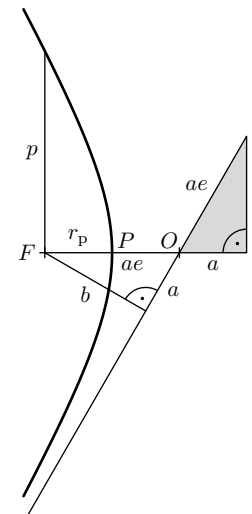
Zkusme přírůstek hmotnosti nějak jednoduše odhadnout: Jedna planetesimála mající poloměr R letí vzhledem ke všem ostatním průměrnou rychlostí v_{rel} . Ostatní planetesimály jsou rozmístěny v okolním prostoru, takže průměrná hustota látky je ϱ . „Naše“ planetesimála za dobu dt proletěla vzdálenost $v_{\text{rel}}dt$. Všechna tělesa, která se nacházela blíž než R , se s ní srazila a hmotnost tedy narostla o:

$$dM = \varrho v_{\text{rel}} dt \pi R^2. \quad (1)$$

Ovšem pozor! Zapomněli jsme na jednu důležitou věc: planetesimály se navzájem gravitačně přitahují, takže ve skutečnosti budou srážky častější. Během přiblížení ostatní planetesimály neletí vzhledem k té naší po přímce, ale po hyperbole (obr. 1), jak víme z problému dvou těles. Vzpomeňme, jak vypadá polární rovnice kuželosečky:

$$r = \frac{p}{1 + e \cos \varphi} \quad (2)$$

Geometrii by nám řekli, že hyperbola má tyto vlastnosti: $r_p = a(1 - e)$, $b^2 = a^2(e^2 - 1)$, $p = \frac{b^2}{a} = \frac{h^2}{GM}$, $h = b \cdot v_\infty$. Jak souvisí parametr p ve třetí rovnici s momentem hybnosti h vztaženým na jednotku hmoty, víme z řešení problému dvou těles. A tento moment hybnosti si ve čtvrté spočtu jako $\mathbf{r} \cdot \mathbf{v}$ v nekonečnu. Chci vyjádřit b . Vyjde: $b^2 = r_p^2 + \frac{2GM r_p}{v_\infty^2}$.



Obr. 1 — Schéma hyperboly.

Pro porovnání pohybu po přímce a po hyperbole dosadíme za $r_p = R$, $v_{\text{rel}} = v_\infty$ a spočteme poměr ploch $\pi b^2 / \pi R^2$. Shodou okolností vychází velmi pěkný výraz $1 + (v_{\text{esc}}/v_{\text{rel}})^2$, kde $v_{\text{esc}} = \sqrt{2GM/R}$ je úniková rychlost z povrchu naší planetesimály. Je to vlastně docela logické: větší únikové rychlosti odpovídá větší přitažlivá síla, a tím více zakřivená dráha. Naopak při větší vzájemné rychlosti je méně času na to, aby se planetesimály k sobě přitáhly. Čili výsledný vztah pro rychlost růstu hmotnosti planetesimály má tvar

$$\frac{dM}{dt} = \varrho v_{\text{rel}} \pi R^2 \left[1 + \left(\frac{v_{\text{esc}}}{v_{\text{rel}}} \right)^2 \right]. \quad (3)$$

Chceme-li posoudit, které planetesimály porostou rychleji, jestli velké nebo malé, nezajímá nás přímo dM , tj. absolutní změna hmotnosti, ale $\frac{dM}{M}$, tj. relativní změna hmotnosti. Bude-li $\frac{dM}{M}$ pro všechny stejné (nezávislé na R), nebude se rozdělení hmotností nijak měnit. (Představme si, že bychom každé

planetesimále přidali kousek hmotnosti právě úměrný její okamžité hmotnosti.) Bude-li však růst (klesat) s R , budou přibývat velké (malé). Rozlišíme dva případy:

1. $v_{\text{rel}} > v_{\text{esc}}$, kdy můžeme zanedbat kulatou závorku ve vztahu (3), a pak $\frac{dM}{dt} \doteq \rho v_{\text{rel}} \pi R^2$. Protože $M = \frac{4}{3} \pi R^3 \rho_{\text{kamení}}$, vychází:

$$\frac{1}{M} \frac{dM}{dt} \propto \frac{1}{R}.$$

Čili menší rostou rychleji a hmotnosti planetesimál se jakoby vyrovnávají. Vzájemné rychlosti jsou tak veliké, že gravitace mezi planetesimálami nehraje velkou roli. Tomuto režimu říkáme *uspořádaný růst*.

2. $v_{\text{esc}} > v_{\text{rel}}$, kdy naopak zanedbáme jedničku v hranaté závorce rovnice (3) a uvážíme, že $v_{\text{esc}}^2 \propto \frac{M}{R} \propto R^2$. Výsledkem je, že:

$$\frac{1}{M} \frac{dM}{dt} \propto R,$$

velké planetesimály rostou rychleji a nabalují na sebe ty malé. Při malé vzájemné rychlosti mají dosti času, aby se gravitačně přitáhly. Situaci říkáme *překotný růst*.

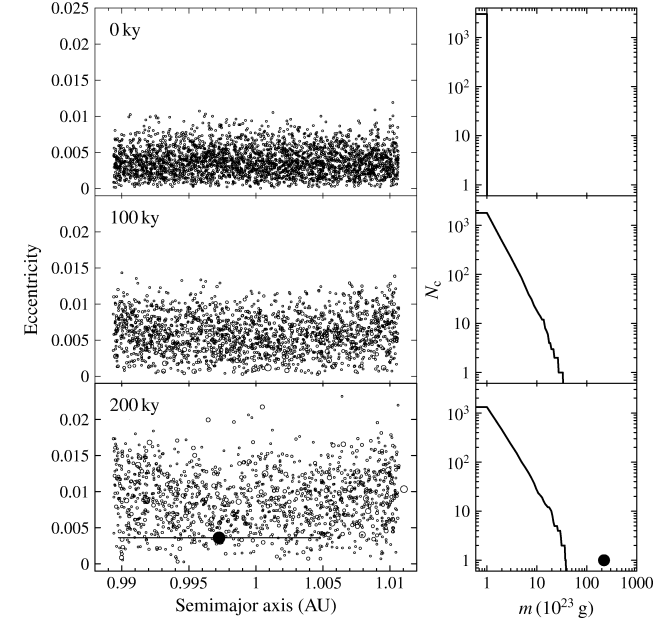


Obr. 2 — Nákres relativních přírůstků hmotnosti (a) při uspořádaném (b) při překotném růstu.

Uvedený model pro růst planetesimál je opravdu velmi jednoduchý. Například nám vůbec nepředpovídá, jak se bude měnit v_{rel} s časem, nezahrnuje kolize, rozpady, atd. Podstatně složitější nestacionární modely růstu planetesimál (Goldreich aj., 2004) nám říkají, že v disku postupně probíhal růst:

uspořádaný \rightarrow překotný \rightarrow oligarchický

1. uspořádaný růst od metrových balvanů až na kilometrové planetesimály, trvající řádově 10^4 let. Posléze ale nepružné srážky, gravitační tření větších planetesimál a tření o plyn snížily v_{rel} , takže se růst stal překotným.
2. překotný růst planetesimál na planetární embryo, po dobu asi 10^5 let. Takové vzniknuvší embryo je řádově 100 krát hmotnější než okolní planetesimály (viz příklad na obr. 3). Typická hodnota parametru $(v_{\text{esc}}/v_{\text{rel}})^2$ přitom dosahovala 1,5 až 2,5. Gravitační působení embryo v průměru zvyšovalo



Obr. 3 — Vznik planetárního embrya z planetesimál. Vlevo závislost excentricity e dráhy planetesimál na velké poloose a , vpravo rozdělení velikostí souboru planetesimál. Časová škála vývoje je 10^6 let. Převzato z [5], Kokubo a Ida (2000).

vzájemné rychlosti v_{rel} okolních těles; rovnice (3) nám napovídá, že se tím efektivně tlumil překotný růst a pokračoval už jen uspořádaný.

3. uspořádaný růst velkých planetesimál a embryí, nazývaný *oligarchický růst*, aby se nám nepletl s první fází. Přitom ještě zároveň pokračoval překotný růst menších planetesimál, takže se zvětšoval počet „oligarchů“.

Připomeňme, že překotný růst je *lokální* proces, nemůže nastat v celém disku najednou. Končí tak, že jedna planetesimála mnohonásobně převáží nad všemi ostatními v okolí. Maximální rozsah radiální vzdáleností Δr_i , z níž se mohou planetesimály navzájem přiblížit, odhadneme z velikosti Rocheova laloku (ze vzdálenosti Lagrangeových bodů L_1 a L_2). Podle řešení omezeného problému tří těles je přibližně:

$$\Delta r_i = 2\sqrt{3}r \left(\frac{M_i}{3M_\odot} \right)^{1/3}.$$

Hmotnost M_i vymezená v disku prstencem $r \pm \Delta r_i/2$ závisí na plošné hustotě σ jako: $M_i = 4\pi r \Delta r_i \sigma$ a z obou rovnic pak snadno vyjádříme:

$$M_i = (8\sqrt{3}\pi)^{3/2} (3M_\odot)^{-1/2} r^3 \sigma^{3/2} \doteq 1,2 \cdot 10^{22} \text{ kg} \left(\frac{r}{\text{AU}}\right)^3 \left(\frac{\sigma}{\text{g/cm}^2}\right)^{3/2}. \quad (4)$$

Pro $r = 1 \text{ AU}$, kde $\sigma_{\text{solid}} \simeq 8 \text{ g/cm}^2$ (pouze pevných částic *bez* plynu), vychází $M_i \doteq 2,8 \cdot 10^{23} \text{ kg} \doteq 0,05 M_\oplus$, čili hmotnosti embryí v terestrické zóně (tj. ve vzdálenostech dnešního Merkuru po Mars) dosahovaly řádově hmotností dnešního Měsíce po Mars.

V oblasti Jupitera na 5 AU, při $\sigma_{\text{solid}} = 10 \text{ g/cm}^2$ dává náš jednoduchoučký model $M_i \doteq 4,9 \cdot 10^{25} \text{ kg} \doteq 8 M_\oplus$. Schválně jsme volili několikrát větší plošnou hustotu než dává model minimální mlhoviny a dokonce větší než na 1 AU (navzdory tomu, že $\sigma_{\text{celková}}$ klesá), protože jsme za *sněžnou čarou* (3–4 AU), kde kondenzovala voda a vzniklo tak navíc množství ledových planetesimál.

Rychlost tvorby embryí se podstatně mění se vzdáleností od Slunce — aby ne, když se vzdáleností klesá oběžná rychlost i hustota disku. Ve vzdálenosti 1 AU vyrostla embrya za 10^5 let, na 3 AU za 10^6 let, čím dál, tím pomaleji. Jednalo se o jakousi „vlnu“ vytváření embryí šířící se od Slunce.

0.1.2 Plynní a ledová obří — gravitační kolaps

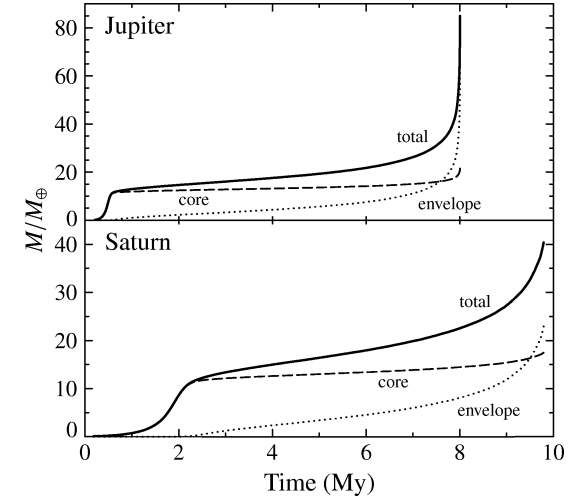
Plynné obří planety (Jupiter a Saturn) pravděpodobně vznikly ve dvou fázích:

1. vzniklo kamenné embryo s kritickou hmotností $\sim 8 M_\oplus$;
2. na něj posléze spadnul okolní plyn (s celkovou hmotností $\sim 10^3 M_\oplus$).

Takovému scénáři říkáme *model nestabilního jádra*. Výsledek jednoho detailního modelu je na obr. 4.

Pevné jádro samo vznikne z planetesimál velmi rychle, do 1 Myr. Plyn se zpočátku na pevné jádro nabaluje velmi pomalu; k jádru se dostává především přes Lagrangeovy body L_1 a L_2 . Když hmotnost plynné obálky dosáhne zhruba hmotnosti jádra, tj. po 10 Myr, začne překotný kolaps a planeta na sebe přitáhne plyn z širokého okolí. V protoplanetární mlhovině tak vznikne široká mezera v okolí dráhy budoucí velké planety.

Po kolapsu plynu je plynná obálka planety rozprostřena vlastně v celém jejím Rocheově laloku (ježto má pro Jupiter rozměr zhruba 0,7 AU), Na to, aby kolabovala dál a vytvořila kompaktní planetu, musí vyzářit tepelnou energii (v infračerveném oboru). Tento druhý „radiační“ kolaps je rychlý, když plynná obálka dosáhne hmotnosti okolo $8 M_\oplus$. Pomalu ale pokračuje dodnes a projevuje se jako přebytek energie, kterou Jupiter vyzáří, proti energii slunečního záření, kterou absorbuje. Proces se také nazývá *Kelvinova–Helmholtzova kontrakce*.



Obr. 4 — Hmotnost Jupiteru a Saturnu v závislosti na čase. Odlišeno je jádro z pevných látek (čárkovaně) a plynná obálka (tečkovaně). Převzato z [5], Pollack aj. (1996).

Jádra ledových obrů (Uranu a Neptunu) se pravděpodobně formovala ve vzdálenosti okolo 15 AU, nikoli na dnešních 20–30 AU. (Ve větších vzdálenostech, kde jsou dlouhé oběžné doby, totiž není dostatek času, aby své plynné obálky získaly před rozplynutím mlhoviny. Tato obtíž akrečního modelu naznačuje, že planety v minulosti migrovaly.) Uran ani Neptun však nikdy nedosáhly takové hmotnosti, aby proběhlo překotné nabalení plynu; nabalily pouze malé množství.

Možná, že při vzniku všech čtyř obřích planet sehrála podstatnou úlohu sněžná čára a následující *past na planety* (Morbidelli aj., 2008):

1. Ledové planetesimály, stejně jako všechny ostatní, spirálují třením o plyn. Těsně pod sněhovou hranicí se vypařují čímž vzniká množství plynu; pod sněhovou hranicí se pak potažmo objeví *kladný* gradient tlaku plynu a plyn tedy obíhá *rychleji* než planetesimály! Planetesimály spirálující zpoza sněhové hranice se zde hromadí a už dále nemigrují směrem ke Slunci, dokonce je podpořena jejich akrece.
2. Jakmile zde naroste dostatečně hmotné planetární embryo, dojde ke gravitačnímu kolapsu, vznikne obří plynná planeta a příslušná *mezera* v protoplanetárním disku.
3. Na vnější hranici této mezery je situace obdobná: kladný gradient tlaku kvůli té mezeře, rychle obíhající plyn, hromadí se planetesimály — zárodky druhého planetárního embrya, potažmo druhého plynného obra. Takto mohly vzniknout postupně čtyři planety sluneční soustavy.

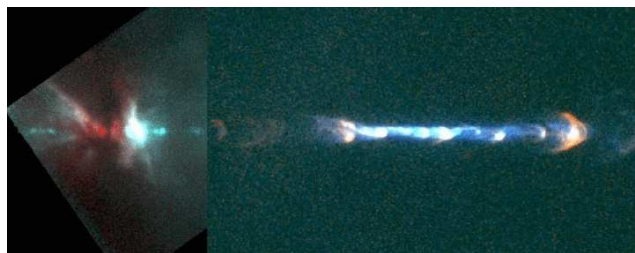
0.1.3 Vyčištění disku od plynu

Intenzivní tlak záření a sluneční vítr způsobily, že z disku zmizel plyn asi 10 Myr po vzniku Slunce. Ne, že bychom to mohli zjistit měřením přímo v naší sluneční soustavě, ale vyplývá to z pozorování mladých hvězd a disků okolo nich — prakticky žádná hvězda s protoplanetárním plynným diskem není starší než 10 Myr. (Ostatně proto jsme tak usilovně hledali procesy, které umožnily rychlý vznik plynných obřích planet.)

Hvězdy typu *T Tauri* jsou patrně v takové fázi vývoje. Aktivita hvězdy, buzená pouze akrecí disku menší rychlostí $dM/dt \leq 10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$, trvá celkem 1 až 10 Myr. Interakce větru a polárních výtrysků s mezihvězdným prostředím dává vzniknout zhuštěninám, pozorovaným jako *Herbigovy–Harovy objekty* (obr. 5, 6).



Obr. 5 — Hvězda ve fázi T Tauri. Silný hvězdný vítr interaguje s mezihvězdnou látkou a vytváří zářící zhuštěniny zvané Herbigovy–Harovy objekty.



Obr. 6 — Herbigův–Harův objekt 111 na snímku z Hubblova kosmického dalekohledu. Vlevo je proměnná hvězda typu T Tauri © NASA.

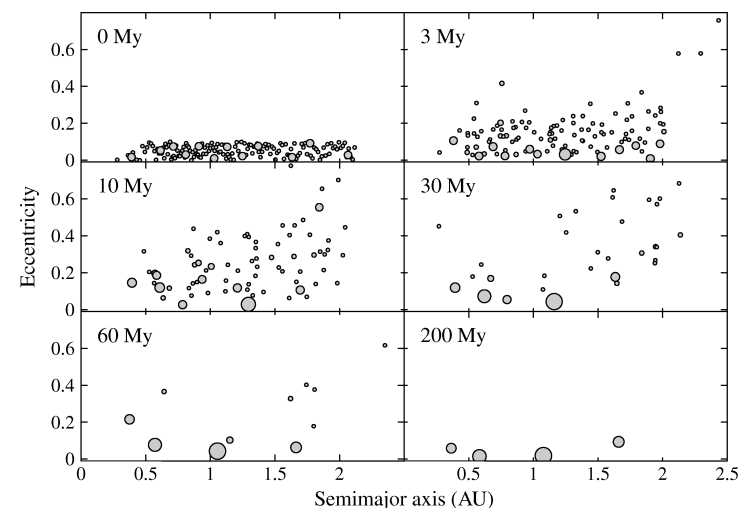
Neznamená to ovšem, že disk zmizel úplně! Kolem Slunce samozřejmě nadále obíhaly planetesimály a embrya, které se ještě nespojily do planet.

0.1.4 Terestrické planety — kolize embryí

Na konci předchozí fáze existovalo v terestrické zóně 20 až 40 embryí; mezi nimi byly „mezery“ tak 0,05 AU, e a $\sin i$ měly okolo 0,001 nebo 0,01. Hmotnost

zbylých planetesimál byla přitom zanedbatelná. A to je přeci krása, protože další vývoj už lze řešit numerickými N -částicovými simulacemi.¹

Na obr. 7 vidíme možný výsledek. Takovéto simulace nám říkají, že několik milionů let jsou dráhy embryí stabilní, ale pak se náhodou objeví jedno blízké přiblížení, které spustí kaskádu dalších. Embrya se pohybují chaoticky, jejich dráhy se kříží, dochází ke srážkám a za 100 milionů let zbydou nejčastěji 2 až 4 terestrické planety. Čili nevycházejí zákonitě čtyři, ale čtyři nejsou nijak výjimečným výsledkem. Jde o stochastický proces, když tolik záleží na počáteční náhodě, jaký bude výsledek. Mimochodem, velké poloosy planet statisticky často tvoří přibližně geometrickou řadu (neboli dříve známý Titiův–Bodeho „zákon“).



Obr. 7 — Formování terestrických planet z planetárních embryí. Časová škála je zde asi 10^6 let. Převzato z [5], Chambers (2001).

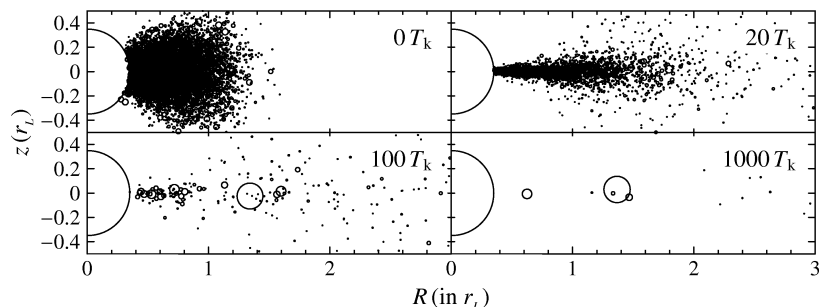
V závěrečné fázi docházelo k velkým impaktům na protoplanety (projektily mohly mít 0,1 až 25 % hmotnosti terče), jenž měly za následek:

1. opětovné promíchání chemického složení (např. Venuše a Země jej dnes mají prakticky stejné), dopravu vody do terestrické zóny zpoza sněžné čáry (na 3 až 4 AU);²

¹ Máme řádově 10^2 částic, tj. 10^4 vzájemných interakcí, časovou škálu 10^8 yr, symplektické integrátory umožňují časový krok 0,1 yr, takže potřebujeme spočítat 10^9 kroků neboli 10^{13} interakcí. Jedna interakce odpovídá řádově 10^2 výpočetních operací, při taktovací frekvenci procesorů 10^9 Hz to je 10^6 s = několik týdnů výpočetního času.

² Část vody mohla být dopravena až v období velkého pozdního bombardování před 3,8 Gy.

- rotační osy planet se orientovaly náhodně;^{3,4}
- odpařila se voda a CO₂ z hornin, čímž vznikly prvotní atmosféry, přispívající k izolaci pláště a jeho tavení;
- vznikl Měsíc (30 až 50 Myr po vzniku sluneční soustavy, soudě podle jeho hustoty, která odpovídá diferencovanému zemskému plášti, a izotopového složení, viz obr. 8);
- odtrhl se silikátový plášť Merkuru (tudíž má dnes nadměrně velké železné jádro).



Obr. 8 — Model vzniku Měsíce v protolunárním disku obklopujícím Zemi po velkém impaktu. Vzdálenosti na osách jsou v jednotkách Rocheových poloměrů r_L ; půlkružnice okolo počátku znázorňuje Zemi. Disk úlomků má zde hmotnost $0,4 M_{\oplus}$ a rozkládá se v těsné blízkosti, jen několik zemských poloměrů daleko. Všechny 10^4 částic je zobrazených v jedné rovině (R, z) , i když ve skutečnosti jsou rozptýlené okolo Země. Jednotka času $T_k = 7$ h je keplerovská oběžná doba ve vzdálenosti r_L ; dá se tedy říci, že „Měsíc vzniknul asi za měsíc“. (Za následující miliardy let způsobily gravitační slapy mezi Zemí a Měsícem vzdálení Měsíce od Země až na současných $60 R_{\oplus}$.) Převzato z [5], Kokubo aj. (2000).

0.1.5 Diferenciace

Všechny terestrické planety jsou diferencovány, tzn. že byly v minulosti přetavené a do jádra klesnul nejhustší materiál (železo, nikl a další siderofilní prvky), kdežto při povrchu zůstal plavat nejřidší (hliník, křemík, kyslík). Na zahřívání podílely:

- kinetická energie dopadajících planetesimál;

³ Zkusme si cvičně spočítat moment hybnosti velkého *necentrálního* impaktu: $L = |\mathbf{r} \times m\mathbf{v}| \simeq 10^6 \cdot 5 \cdot 10^{23} \cdot 10^4 \text{ kg} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{s}^{-1} \simeq 5 \cdot 10^{33} \text{ kg} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{s}^{-1}$ a porovnat jej s momentem hybnosti rychle rotující Venuše: $L = I\omega \simeq \frac{2}{5}MR^2 2\pi : P \simeq 0,4 \cdot 5 \cdot 10^{24} \cdot (6 \cdot 10^6)^2 \cdot 6,28 : 86\,400 \text{ kg} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{s}^{-1} \simeq 5 \cdot 10^{33} \text{ kg} \cdot \text{m}^2 \cdot \text{s}^{-1}$. Vycházejí srovnatelné, čili takový impakt mohl rotaci Venuše zcela změnit.

⁴ Mimořádně u obrů planet nevíme, co způsobilo jejich velké sklonky rotačních os.

- gravitační potenciální energie uvolňovaná při smršťování planety (roste tlak v nitru) anebo při diferenciaci (všimněme si, že při samotné diferenciaci se uvolňuje energie!);
- radioaktivní rozpady, zejména $^{26}\text{Al} \rightarrow ^{26}\text{Mg}$;
- exotermické chemické reakce.

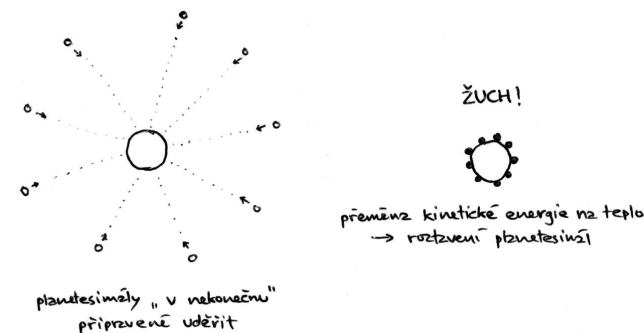
Proti tomu však působí ochlazování:

- *tepelným vyzařováním* do prostoru;
- endotermickými reakcemi;
- růstem E_G při expanzi způsobené silným ohřátím nebo zmrznutím vody na led (který má větší objem).

Uvážit bychom měli i transport energie:

- vedením (což je dosti pomalý proces);
- prouděním (které funguje, jen pokud je látka roztavena).

Úplně nejjednodušší modely uvažují pouze dva jevy: kinetický ohřev a zářivé ochlazování. A právě takový jednoduchý modýlek teď zkonstruujeme. Představme si zárodek planety o hmotnosti M a planetesimály o hmotnosti m , rozmístěné v nekonečnu a „chystající se udeřit“ na planetu (obr. 9). Na začátku je jejich energie $E_k + E_G = 0$, planeta je ovšem přitahuje, takže E_G klesne na $-\frac{GMm}{R}$, a protože se energie „bůhvíproč“ zachovává, naroste E_k na $-E_G$. Při dopadu se planeta zvětší o dR , a právě tato nová vrstvička se zahřeje přeměnou E_k na teplo. Na minulou nebo budoucí vrstvy nemá akrece vliv. Ještě předpokládejme, že okolní prostředí má teplotu $T_{\text{nebula}} = 300 \text{ K}$, planetesimály i planeta mají konstantní $\rho = 4\,500 \text{ kg} \cdot \text{m}^{-3}$ a měrná tepelná kapacita materiálu je $C_p = 1\,000 \text{ J} \cdot \text{kg}^{-1} \cdot \text{K}^{-1}$.



Obr. 9 — Nákras planetesimál „v nekonečnu“ a těsně před dopadem na planetu.

Zcela ignorujeme vliv atmosféry, stlačitelnost materiálu (!), vedení tepla nebo jev, při kterém materiál vyhozený impaktem *zakryje* roztavenou horninu,

a tím ji účinně izoluje. Pravda, velké impakty mohou vyhodit i roztavený materiál z hloubky, čímžto se ochladí, nicméně převažuje předchozí efekt.

Zákon zachování energie nám říká, že kinetická energie dopravená planetesimaly na plochu dS plus tepelné ozařování z okolí za dobu dt je v rovnováze se zářivým ochlazováním a změnou vnitřní energie:

$$\frac{GM(R)}{R} \overbrace{dS dR \rho}^{\text{hmotnost planetesimal}} + \varepsilon \sigma T_n^4 dS dt = \varepsilon \sigma T^4 dS dt + dS dR \rho C_p (T - T_n). \quad (5)$$

Předpokládáme-li, že akrece probíhá rovnoměrně lineárně, s charakteristickou dobou t_{acc} :

$$R(t) = R_{\oplus} \frac{t}{t_{\text{acc}}},$$

můžeme snadno spočítat derivaci (rychlost akrece):

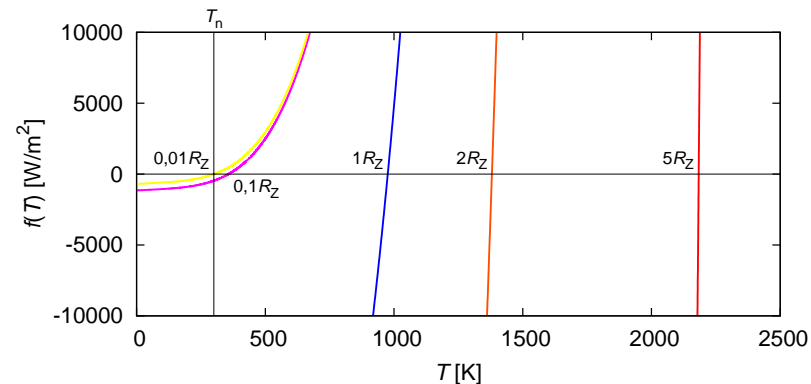
$$\frac{dR}{dt} = \frac{R_{\oplus}}{t_{\text{acc}}} = \text{konst.}$$

a dosadit ji do rovnice (5):

$$f(T) = \varepsilon \sigma (T^4 - T_n^4) + \rho C_p (T - T_n) \frac{R_{\oplus}}{t_{\text{acc}}} - G \frac{4}{3} \pi R^2 \rho^2 \frac{R_{\oplus}}{t_{\text{acc}}} = 0.$$

Z této rovnice můžeme vypočítat výslednou povrchovou teplotu $T(R, t_{\text{acc}})$ v závislosti na poloměru planety R a na době trvání akrece t_{acc} . Jedinou vadou $f(T)$ na kráse je, že se jedná o polynom 4. stupně. Kořeny $f(T)$ najdeme graficky (obr. 10).

Z těchto řádových odhadů je zřejmé, že příliš malé planety ($\lesssim 0,01 R_{\oplus}$) nikdy nedosáhnou teplotu potřebnou pro přetavení a naopak planety srovnatelné se Zemí ($\gtrsim 1 R_{\oplus}$) mají na povrchu teplotu i přes 1000 K. Závisí to pochopitelně i na době t_{acc} trvání akrece. Kdyby akrece trvala příliš dlouho (ne 1 Myr, ale 100 Myr), postupné zářivé ztráty by přetavení zabránily.

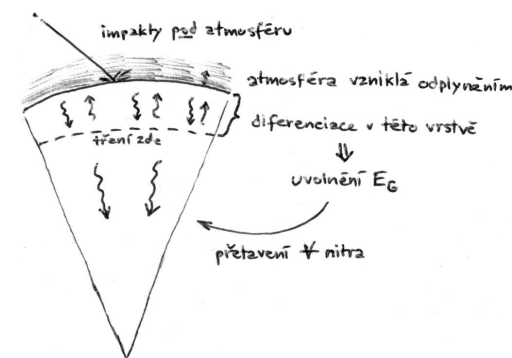


Obr. 10 — Kořeny polynomu $f(T)$ pro výpočet povrchové teploty T planety s poloměry $0,01 R_{\oplus}$, $0,1 R_{\oplus}$, $1 R_{\oplus}$, $2 R_{\oplus}$, $5 R_{\oplus}$ a pro charakteristickou dobu akrece (za kterou naroste poloměr na $1 R_{\oplus}$) $t_{\text{acc}} = 1 \text{ Myr}$.

Přesnější modely akrece dávají tyto výsledky:

- pro planetu $M \simeq 0,01 M_{\oplus}$ dojde jen k vypaření H_2O a uvolnění CO_2 z hornin, čímž vznikne *prvotní atmosféra*;
- pro $0,1 M_{\oplus}$ je rozhodující *zakrytí plynem* (energie impaktu je ukládána pod něj), je dokonce účinnější než skleníkový jev;
- planeta s $0,2 M_{\oplus}$ dosáhne $T \simeq 1600 \text{ K} > T_{\text{tání}}$ většiny materiálů;
- v případě $0,3 M_{\oplus}$ dojde prakticky k *úplnému odplynění* planety.

Pro přetavení celé planety je důležitý následující mechanismus (obr. 11): impakty dopravují energii pod atmosféru se skleníkovými plyny, jako první se roztaví povrchová vrstva a právě tam proběhne diferenciacce, čímž se ovšem uvolní obrovské množství potenciální energie; transport této energie do nitra a také rostoucí tlak kvůli gravitaci nakonec vede roztavení *celého* nitra.



Obr. 11 — Schéma diferenciacce planety.

Literatura

- [1] ALVAREZ, L. W., ALVAREZ, W., ASARO, F., MICHEL, H. V.: *Extraterrestrial cause for the Cretaceous Tertiary extinction*. *Science*, **208**, s. 1095, 1980.
- [2] ARTEMIEVA, N., PIERAZZO, E., STÖEFFLER, D.: *Numerical modeling of tektite origin in oblique impacts: Implications to Ries-Moldavites strewn field*. *Bull. of the Czech Geological Survey*, **77**, 4, s. 303–311, 2002.
- [3] BEATTY, J. K., PETERSEN, C. C., CHAIKIN, A.: *The New Solar System*. Cambridge University Press, Cambridge, 1999.
- [4] BERNARD, J. H., ROST, R. aj.: *Encyklopedický přehled minerálů*. Praha: Academia, 1992.
- [5] BERTOTTI, B., FARINELLA, P., VOKROUHLICKÝ, D.: *Physics of the Solar System*. Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, 2003. ISBN 1402014287.
- [6] BOČEK, M.: *Petrologické složení povrchu a kůry Měsíce. Povětroň*, **14**, S1, 3, 2006.
- [7] BOTTKE, W. F., CELLINO, A., PAOLICCHI, P., BINZEL, R. P. (editoři): *Asteroids III*. Tuscon: The University of Arizona Press, 2002. ISBN 0816522812.
- [8] BOTTKE, W. F., RUBINCAM, D. P., BURNS, J. A.: *Dynamical evolution of main belt meteoroids: Numerical simulations incorporating planetary perturbations and Yarkovsky thermal forces*. *Icarus*, **145**, s. 301–331, 2000.
- [9] BOTTKE, W. F., VOKROUHLICKÝ, D., NESVORNÝ, D.: *An asteroid breakup 160 Myr ago as the probable source of the K/T impactor*. *Nature*, **449**, 7158, s. 48–53.
- [10] BOTTKE, W. F. aj.: *Debiased orbital and absolute magnitude distribution of the near-Earth objects*. *Icarus*, **156**, 2, s. 399–433, 2002.
- [11] BOWELL, T.: *AstOrb* [online]. [cit. 2008-09-30]. <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>.
- [12] BROŽ, M.: *Impaktní kráter Steinheim. Povětroň S1/2003*, s. 3–10.
- [13] BROŽ, M.: *Impaktní krátery (2) — Ries. Povětroň 5/2001*, s. 6–13.
- [14] BROŽ, M.: *Yarkovsky Effect and the Dynamics of the Solar System*. Dizertační práce, Karlova univerzita, Praha, 2006.
- [15] BROŽ, M.: *Yarko-site* [online]. [cit. 2008-09-30]. <http://sirrah.troja.mff.cuni.cz/yarko-site/>.
- [16] BROŽ, M. aj.: *Planetární stezka v Hradci Králové* [online]. [cit. 2008-12-10]. http://www.astrohk.cz/planetarni_stezka/.
- [17] BROŽ, M., NOSEK, M., TREBICHAVSKÝ, J., PECINOVÁ, D. Editoři : *Sluneční hodiny na pevných stanovištích. Čechy, Morava, Slezsko a Slovensko*. Praha: Academia, 2004. ISBN 80-200-1204-4.
- [18] BRUNS, H., *Acta Math.*, **11**, s. 25, 1887.
- [19] BURBINE, T. H. aj.: *Meteoritic parent bodies: their number and identification*. in *Asteroids III*, W. F. Bottke Jr., A. Cellino, P. Paolicchi, a R. P. Binzel (eds), Tuscon: University of Arizona Press, 2002, s. 653–667.
- [20] BURNS, J. A., SAFRONOV, V. S.: *Asteroid nutation angles*. *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, **165**, 403, 1973.
- [21] CALLIGAN, D. P., BAGGALEY, W. J.: *The radiant distribution of AMOR radar meteors*. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **359**, s. 551–560, 2005.
- [22] ČEPLCHA, Z.: *Geometric, dynamic, orbital and photometric data on meteoroids from photographic fireball networks*. *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, **38**, s. 222–234, 1987.
- [23] ČEPLCHA, Z. aj.: *Meteor phenomena and bolides*. *Space Science Reviews*, **84**, s. 327–471, 1998.
- [24] *Cryovolcanism and Geologic Analogies* [online]. [cit. 2009-04-30]. <http://mivo-sys.tripod.com/cryo.html>.
- [25] ČAPEK, D., VOKROUHLICKÝ, D.: *The YORP effect with finite thermal conductivity*. *Icarus*, **172**, s. 526–536, 2004.
- [26] FARINELLA, P., VOKROUHLICKÝ, D., HARTMANN, W. K.: *Meteorite delivery via Yarkovsky orbital drift*. *Icarus*, **132**, s. 378–387, 1998.
- [27] FERNÁNDEZ, J. A.: *Comets. Nature, dynamics, origin and their cosmogonical relevance*. Dordrecht: Springer, 2005.
- [28] FESTOU, M. C., KELLER, H. U., WEAVER, H. A. (ed.): *Comets II*. Tuscon: The University of Arizona Press, 2004.
- [29] FRANKEL, C.: *Volcanoes of the Solar System*. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1996. ISBN 0521477700.
- [30] GABZDYL, P.: *Prohlídka Měsíce* [online]. [cit. 2009-02-05]. <http://www.moon.astronomy.cz/>.
- [31] *Geologischer Wanderweg im Steinheimer Becken* [online]. [cit. 2003-1-1]. <http://www.pg.aa.bw.schule.de/aktiv/geoproj/sbecken/wanderfr.htm>
- [32] GRADY, M. M.: *Catalogue of meteorites*. Cambridge: Cambridge University Press, 2000. ISBN 0521663032.
- [33] GROSCHOFF, P., REIFF, W.: *Der geologische Wanderweg im Steinheimer Becken*. Steinheim am Albuch, 1993.
- [34] HAGIHARA, Y.: *Celestial Mechanics I*. Cambridge: MIT Press, 1970.
- [35] HALODA, J.: *Meteority a jejich význam pro studium procesů vzniku a vývoje těles sluneční soustavy* [online]. [cit. 2009-01-29]. <http://astro.mff.cuni.cz/vyuka/AST021/index.html>.
- [36] HIRAYAMA, K.: *Groups of asteroids probably of common origin*. *Astron. J.*, **31**, 743, s. 185–188, 1918.
- [37] HOLMES, N.: *‘Shocking’ gas-gun experiments* [online]. [cit. 2008-11-13]. <https://www.llnl.gov/str/Holmes.html>.
- [38] HOLSAPPLE, K. aj.: *Asteroid spin data: no evidence of rubble-pile structures*. 36th Lunar and Planetary Science Conference, League City, Texas, 2005.
- [39] HUTCHISON, R.: *Meteorites: A Petrologic, Chemical and Isotopic Synthesis*. Cambridge: Cambridge University Press, 2006. ISBN 0521035392.
- [40] CHESLEY, S. R., aj.: *Direct detection of the Yarkovsky effect by radar ranging to asteroid 6489 Golevka*. *Science*, **302**, s. 1739–1742, 2003.
- [41] CHLUPÁČ, I. aj.: *Geologická minulost České republiky*. Praha: Academia, 2002.
- [42] *International Earth Rotation and Reference Systems Service* [online]. [cit. 2008-11-13]. <http://www.iers.org/>.
- [43] IVEZIČ, Ž. aj.: *Solar System objects observed in the Sloan Digital Sky Survey commissioning data*. *Astron. J.*, **122**, 5, s. 2749–2784, 2001.
- [44] JENNISKENS, P.: *Meteor showers and their parent comets*. Cambridge: Cambridge University Press, 2006. ISBN 0521853491
- [45] JOHANSENN, A. aj.: *Rapid planetesimal formation in turbulent circumstellar disks*. *Nature*, **448**, 7157, s. 1022–1025, 2007.
- [46] JOHNSON, C.: *Precession of a gyroscope and precession of the Earth’s axis* [online]. [cit. 2008-09-10]. <http://www.mb-soft.com/public/precess.html>.
- [47] *JPL Horizons system* [online]. [cit. 2008-09-30]. <http://ssd.jpl.nasa.gov/?horizons>.
- [48] *JPL planetary and lunar ephemerides, DE405* [online]. [cit. 2008-09-30]. <ftp://ssd.jpl.nasa.gov/pub/eph/planets/>.

- [49] KAASALAINEN, M. aj.: *Acceleration of the rotation of asteroid 1862 Apollo by radiation torques*. *Nature*, **446**, 7134, s. 420–422, 2007.
- [50] KAVASCH, J.: *The Ries Meteorite Crater. A geological guide*. Donauwörth: Ludwig Auer GmbH, 1985.
- [51] KELLEY, M. S.: *Comet dust trails* [online]. [cit. 2009-01-31]. (<http://www.physics.ucf.edu/~msk/projects/trails/>).
- [52] KENKMAN, T. aj.: *Structure and formation of a central uplift: A case study at the Upheaval Dome impact crater, Utah*. in Large Meteorite Impacts III, s. 85, 2003. ISBN 0813723841. (<http://books.google.com/>).
- [53] KOZAI, Y.: *Secular perturbations of asteroids with high inclination and eccentricity*. *Astron. J.*, **67**, 9, 591, 1962.
- [54] KRING, D. A., BAILEY, J.: *Terrestrial impact craters* [online]. [cit. 2008-11-13]. (http://www.lpi.usra.edu/science/kring/epo_web/impact_cratering/World_Craters_web/intromap.html).
- [55] KRONK, G.: *Cometography* [online]. [cit. 2009-01-20]. (<http://cometography.com/>).
- [56] LEVISON, H., DUNCAN, M.: *Swift* [online]. [cit. 2008-09-30]. (<http://www.boulder.swri.edu/~hal/swift.html>).
- [57] MANNINGS, V. aj. (Ed.): *Protostars and planets IV*. Tuscon: The University of Arizona Press, 2000. ISBN 0816520593.
- [58] MARCAN, S.: *Phase diagram explanation* [online]. [cit. 2009-01-20]. (<http://bhs.smuhsd.org/science-dept/marcan/>).
- [59] MCFADDEN, L.-A., WEISSMAN, P. R., JOHNSON, T. V. (Ed.): *Encyclopedia of the Solar System*. San Diego: Academic Press, 2007. ISBN 012088589.
- [60] MCSWEEN, H. Y.: *Meteorites and their parent planets*. Cambridge: Cambridge University Press, 1987.
- [61] *MIAC. Antarctic meteorites* [online]. [cit. 2009-01-28]. (<http://miac.uqac.ca/MIAC/antarc.htm>).
- [62] MILANI, A., KNEŽEVIĆ, Z.: *Asteroid proper elements and the dynamical structure of the asteroid main belt*. *Icarus*, **107**, 2, s. 219–254, 1994.
- [63] *Minor planet & comet ephemeris service* [online]. [cit. 2008-09-30]. (<http://www.cfa.harvard.edu/iau/MPEph/MPEph.html>).
- [64] MORBIDELLI, A., CRIDA, A., MASSET, F., NELSON, R. P.: *Building giant-planet cores at a planet trap*. *Astron. Astrophys.*, **478**, s. 929–937, 2008.
- [65] MORBIDELLI, A., LEVISON, H.: *Scenarios for the origin of the orbits of the trans-neptunian objects 2000 CR₁₀₅ and 2003 VB₁₂ (Sedna)*. *Astron. J.*, **128**, 2564, 2004.
- [66] MORBIDELLI, A. aj.: *Source regions and timescales for the delivery of water to Earth*. *Meteoritics & Planetary Science*, **35**, 6, s. 1309–1320, 2000.
- [67] MURRAY, C. D., DERMOTT, S. F.: *Solar System Dynamics*. Cambridge: Cambridge University Press, 1999.
- [68] *National Space Science Data Center* [online]. [cit. 2009-02-17]. (<http://nssdc.gsfc.nasa.gov/>).
- [69] NESVORNÝ, D., MORBIDELLI, A.: *Three-body mean motion resonances and the chaotic structure of the asteroid belt*. *Astron. J.*, **116**, 3029, 1998.
- [70] NESVORNÝ, D., VOKROUHLICKÝ, D.: *Analytic theory of the YORP effect for near-spherical objects*. *Astron. J.*, **134**, 5, s. 1750–1768, 2007.
- [71] NESVORNÝ, D. aj.: *Evidence for asteroid space weathering from the Sloan Digital Sky Survey*. *Icarus*, **173**, 1, s. 132–152, 2005.
- [72] NORTON, O. R.: *The Cambridge Encyclopedia of Meteorites*. Cambridge: Cambridge University Press, 2002. ISBN 0521621437.
- [73] ÖPIK, E. J.: *Collision probability with the planets and the distribution of planetary matter*. *Proc. R. Irish Acad.*, **54**, s. 165–199, 1951.
- [74] OSTRO, S.J. aj.: *Radar imaging of binary near-Earth asteroid (66391) 1999 KW₄*. *Science*, **314**, 5803, s. 1276–1280, 2006.
- [75] DE PATER, I., LISSAUER, J. J.: *Planetary Sciences*. Cambridge: Cambridge University Press, 2001. ISBN 0521482194.
- [76] PECINA, P., CEPLECHA, Z.: *New aspects of in single-body meteor physics..* *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, **34**, 102, 1983.
- [77] PECINA, P., NOVÁKOVÁ, D.: *Meteorický radar v Ondřejově. Povětroň*, **10**, 6, s. 4, 2002.
- [78] PETERSON, C.: *A source mechanism for meteorites controlled by the Yarkovsky effect*. *Icarus*, **29**, s. 91–111, 1976.
- [79] POKORNÝ, Z.: *Astronomické algoritmy pro kalkulátory*. Praha: Hvězdárna a planetárium hl. m. Prahy, 1988.
- [80] PÖSGES, G., SCHIEBER, M.: *The Ries Crater – Museum Nördlingen*. München: Dr. Friedrich Pfeil, 1997.
- [81] PRAVEC, P. aj.: *Two-period lightcurves of 1996 FG₃, 1998 PG, and (5407) 1992 AX: One probable and two possible binary asteroids*. *Icarus*, **146**, 1, s. 190–203, 2000.
- [82] PRAVEC, P. aj.: *Ondřejov Asteroid Photometry Project* [online]. [cit. 2008-09-09]. (<http://www.asu.cas.cz/~ppravec/>).
- [83] PŘÍHODA, P. aj.: *Hvězdářská ročenka 2008*. Praha: Hvězdárna a planetárium hl. m. Prahy, 2007. ISBN 978-80-86017-47-1
- [84] QUINN, T. R., TREMAINE, S., DUNCAN, M.: *A three million year integration of the earth's orbit*. *Astron. J.*, **101**, s. 2287–2305, 1991.
- [85] *Rieskrater–Museum Nördlingen* [online]. [cit. 2001-1-1]. (<http://www.iaag.geo.uni-muenchen.de/sammlung/Rieskrater/RieskraterMuseum.html>)
- [86] RUBIN, A. E.: *Mineralogy of meteorite groups. Meteoritics and Planetary Science*, **32**, 231, 1997.
- [87] RUBINCAM, D. P.: *Polar wander on Triton and Pluto due to volatile migration*. *Icarus*, **163**, 2, s. 63–71, 2002.
- [88] RUSSEL, C. T. aj.: *Dawn mission and operations*. Asteroids, Comets, Meteors 2005, editoři Lazzaro, D., Ferraz-Mello, S., Fernandez, J. A., Cambridge: Cambridge University Press, 2006, s. 97–119.
- [89] SEIDELMAN, P. K. (editor): *Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac*. U. S. Naval Observatory, Washington, 1992.
- [90] SEPKOSKI, J. J.: *Ten years in the library: New data confirm paleontological patterns*. *Paleobiology*, **19**, s. 43–51, 1993.
- [91] SKÁLA, R.: *Impact process: An important geological phenomenon*. *Acta Mus. Nat-Pragae*, Ser. B., Hist. Nat., **52**, s. 111–156, 1996.
- [92] SPURNÝ, P.: *Fotografické sledování bolidů ve střední Evropě*. *Corona Pragensis*, 2, 2001, (<http://praha.astro.cz/crp/0101a.phtml>).
- [93] *Stardust, JPL, NASA* [online]. [cit. 2006-06-01]. (<http://stardust.jpl.nasa.gov>).
- [94] STAUDACHER, T. aj.: *⁴⁰Ar/³⁹Ar ages of rocks and glasses from the Noerdlinger Ries crater and the temperature history of impact breccias*. *J. of Geophysics*, **51**, 1, 1982, s. 1–11.
- [95] STUART, J. S.: *A Near-Earth asteroid population estimate from the LINEAR Survey*. *Science*, **294**, 5547, s. 1691–1693, 2001.
- [96] SUNDMAN, K. E.: *Memoire sur le probleme de trois corps*. *Acta Math.*, **36**, s. 105–179, 1912.

- [97] ŠIDLICHOVSKÝ, M., NESVORNÝ, D.: *Frequency modified Fourier transform and its applications to asteroids. Cel. Mech. Dyn. Astron.*, **65**, 1–2, s. 137–148, 1996.
- [98] TILLOTSON, J. H.: *Metallic equations of state for hypervelocity impact*. General Atomic Report GA-3216, 1962.
- [99] *The Ries/Steinheim impact crater field trip* [online]. [cit. 2001-1-1]. (<http://www.-earthsciences.ucl.ac.uk/research/planetaryweb/field/knodle.htm>)
- [100] TSIGANIS, K., GOMES, R., MORBIDELLI, A., LEVISON, H. F.: *Origin of the orbital architecture of the giant planets of the solar system. Nature*, **435**, s. 459, 2004.
- [101] TUČEK, K.: *Meteority a jejich výskyty v Československu*. Praha: Academia, 1981.
- [102] VOKROUHLICKÝ, D.: *A complete linear model for the Yarkovsky thermal force on spherical asteroid fragments. Astron. Astrophys.*, **344**, s. 362–366, 1999.
- [103] VOKROUHLICKÝ, D., FARINELLA, P.: *Efficient delivery of meteorites to the Earth from a wide range of asteroid parent bodies. Nature*, **407**, 6804, 606, 2000.
- [104] VOKROUHLICKÝ, D., NESVORNÝ, D.: *Pairs of asteroids probably of a common origin. Astron. J.*, **136**, 1, s. 280–290, 2008.
- [105] VOKROUHLICKÝ, D., aj.: *Yarkovsky/YORP chronology of asteroid families. Icarus*, **182**, 1, s. 118–142, 2006.
- [106] WEIDENSCHILLING, S. J.: *Formation of Planetesimals and Accretion of the Terrestrial Planets. Space Science Reviews*, **92**, 1/2, s. 295–310, 2000.
- [107] *Wikipedia* [online]. [cit. 2008-04-10]. (<http://www.wikipedia.org/>).
- [108] WHIPPLE, F.: *A comet model. I. The acceleration of Comet Encke. Astrophys. J.*, **111**, s. 375–394, 1950.
- [109] WOLF, M. aj.: *Astronomická příručka*. Praha: Academia, 1992. ISBN 802000467X.
- [110] ZEĽDOVITCH, Ya. B. aj.: *Physics of shock waves and high-temperature hydrodynamic phenomena*. 1966. ISBN 0486420027. (<http://books.google.com>).