

Univerzita Karlova v Praze
Matematicko-fyzikální fakulta

DIPLOMOVÁ PRÁCE

Matyáš Řehák

Asteroidální rodiny versus velké pozdní bombardování

Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: Mgr. Miroslav Brož, Ph.D.

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: astronomie a astrofyzika

Praha 2014

Děkuji vedoucímu své diplomové práce Mgr. Miroslavu Brožovi, Ph.D. za věnovaný čas a cenné rady. Dále děkuji své rodině za podporu během studia.

Prohlašuji, že jsem tuto diplomovou práci vypracoval samostatně a výhradně s použitím citovaných pramenů, literatury a dalších odborných zdrojů.

Beru na vědomí, že se na moji práci vztahují práva a povinnosti vyplývající ze zákona č. 121/2000 Sb., autorského zákona v platném znění, zejména skutečnost, že Univerzita Karlova v Praze má právo na uzavření licenční smlouvy o užití této práce jako školního díla podle § 60 odst. 1 autorského zákona.

V Praze dne

Matyáš Řehák

Název práce: Asteroidální rodiny versus velké pozdní bombardování

Autor: Matyáš Řehák

Ústav: Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: Mgr. Miroslav Brož, Ph.D., Astronomický ústav UK

Abstrakt: Cílem práce je zjistit, zda by bylo možné pomocí rodin asteroidů v hlavním pásu prokázat nebo vyvrátit existenci velkého pozdního bombardování (LHB), které se ve sluneční soustavě odehrávalo přibližně před 4,1 až 3,8 miliardami let .

Nejprve jsme nově identifikovali rodiny v „netknutém“ pásu (relativně prázdná oblast, o které se předpokládá, že se během vývoje pásu asteroidů příliš neměnila) mezi 2,82 až 2,96 AU za použití dat z katalogů AstDyS, WISE a SDSS. V orbitálních datech jsme našli shluky těles (celkem 19) a vypočetli jejich statistickou významnost metodou Monte-Carlo i analyticky. Hierarchickou shlukovací metodou jsme pak vybrali členy rodin 918 Itha, 709 Fringilla [.....] , aby polohou v prostoru vlastních elementů a svým taxonomickým typem reprezentovaly rozmanitý vzorek.

Provedli jsme simulace orbitálního vývoje pomocí numerického integrátoru Swift (Levison – Duncan (2013)). K porovnání rozdělení vlastních elementů simulovaných a pozorovaných rodin jsme použili jednak Kolmogorovův–Smirnovův test, jednak počty těles rozptýlených gravitačními rezonancemi, pomocí nichž jsme určili pravděpodobná stáří rodin:

Pomocí kódu Boulder (Morbidelli et al. (2009)) jsme simulovali také kolizní vývoj rodin. Počáteční kumulativní rozdělení velikostí jsme volili podle výsledků hydrodynamických simulací rozpadů těles (Durda et al. (2007)). Porovnáním simulovaných rozdělení s pozorovanými jsme získali nezávislé ověření stáří rodin.

Na základě provedených simulací [...LHB...]

.

Klíčová slova: sluneční soustava, rodiny asteroidů, velké pozdní bombardování

Title: Asteroid families versus the Late Heavy Bombardment

Author: Matyáš Řehák

Department: Astronomical Institute of Charles University

Supervisor: Mgr. Miroslav Brož, Ph.D., Astronomical Institute of Charles University

Abstract:

Keywords: solar system, asteroid families, late heavy bombardment

Obsah

Úvod a motivace	6
1 Identifikace rodin	10
1.1 Metoda randombox	10
1.2 Hierarchická shlukovací metoda	12
1.3 Nalezené rodiny	13
2 Fyzikální vlastnosti rodin	15
2.1 Albeda asteroidů	15
2.2 Rozdělení velikostí rodin	18
2.3 Určení velikosti mateřského tělesa	19
2.3.1 Rodina Itha	21
2.3.2 Rodina Fringilla	22
2.3.3 Rodina 15477	23
3 Simulace dynamického vývoje	24
3.1 Integrátor Swift	24
3.2 Parametry modelu	25
3.3 Počáteční podmínky integrací	25
3.3.1 Nastavení pro rodinu Itha	28
3.3.2 Nastavení pro rodinu Fringilla	29
3.3.3 Nastavení pro rodinu 15477	29
3.4 Porovnání modelu a pozorování	30
3.4.1 Kolmogorovův-Smirnovův test	30
3.4.2 Orbitální vývoj rodin	31
3.4.3 Orbitální vývoj rodiny Itha	34
3.4.4 Orbitální vývoj rodiny Fringilla	41
3.4.5 Orbitální vývoj rodiny 15477	47
4 Simulace kolizního vývoje	48
4.1 Program Boulder	48
4.1.1 Nastavení programu	49
4.2 Kolizní vývoj rodiny Itha	50
4.3 Kolizní vývoj rodiny Fringilla	52
4.4 Kolizní vývoj rodiny	53

5 Diskuse velkého pozdního bombardování	54
Závěr	55
Literatura	56
Seznam zkratek	59

Úvod a motivace

Planetky (asteroidy) jsou malými tělesy, která obíhají kolem Slunce. Jsou nejpočetnější skupinou těles ve sluneční soustavě. Většina známých planetek jsou členy *hlavního pásu*, mezi drahami Marsu a Jupiteru. Dalšími skupinami jsou blízkozemní objekty, Trojané (planetky obíhající v oblastech Lagrangeových bodů L_4 a L_5 planet, většina známých je u Jupiteru), Kentauři (na drahách mezi Jupiterem a Neptunem) a transneptunické objekty.

Hlavní pás asteroidů je oblast přibližně 2,1 až 3,5 AU od Slunce. V této oblasti se nachází zhruba 95% známých planetek. Pás je rozdělen na několik užších Kirkwoodovými mezerami (Moons – Morbidelli (1995)), které jsou způsobeny gravitačními rezonancemi Jupiteru. Ty dělí hlavní pás na následující oblasti:

- vnitřní pás (mezi rezonancemi středního pohybu s Jupiterem 4:1 a 3:1; mezi 2,1 až 2,5 AU),
- střední pás (mezi rezonancemi 3:1 a 5:2; mezi 2,5 až 2,823 AU),
- „netknutý“ pás (mezi rezonancemi 5:2 a 7:3; mezi 2,823 až 2,956 AU),
- vnější pás (mezi rezonancemi 7:3 a 2:1; mezi 2,956 až 3,28 AU) a
- pás Cybele (za rezonancí 2:1; mezi 3,28 až 3,5 AU).

Hlavní pás je také rozdělen sekulárními rezonancemi¹, zejména se projevuje rezonance ν_6 , která odděluje tělesa s velkým sklonem, přibližně $\sin i \gtrsim 0,3$.

V této práci zkoumáme „netknutý“ pás. Důvodem je, že se jedná o oblast, která je relativně prázdná, takže může připomínat hlavní pás před vznikem velkých rodin asteroidů.

Rodinou asteroidů nazýváme skupinu těles, která mají podobné dráhy, konkrétně vlastní velkou poloosu a_p , vlastní excentricitu e_p a vlastní sklon i_p . Ostatní elementy se mohou zcela lišit, protože tělesa se na svých drahách, různě vzdálených od Slunce, rychle rozejdou, protože dochází k precesi délky výstupného uzlu Ω a argumentu pericentra ω .

Tělesa mívají podobné barevné indexy a reflektivní spektra. Na základě těchto vlastností se usuzuje, že všichni členové rodin mají stejný původ — jsou pozůstatky kolizí mezi planetkami a následného orbitálního vývoje, ovlivněného gravitačními perturbacemi planet i negravitačními jevy.

Prvním, kdo identifikoval některé z rodin, byl japonský astronom Kijocugu Hirajama v roce 1918 (Hirajama (1918)). Podle něho se někdy místo termínu rodina asteroidů

¹Rezonance mezi periodami precese

používá *Hirajamova rodina*. Také navrhl, že jsou pozůstatkem katastrofických kolizí. Toto vysvětlení je všeobecně uznáváno. Ačkoliv je pravděpodobnost srážky velmi nízká², jedná se o velmi dlouhý časový úsek – dobu existence sluneční soustavy (4,5 Gyr).

V dnešní době jsou identifikovány desítky rodin (Zappalà et al. (1995); Nesvorný (2012); Masiero et al.; Brož et al. (2013)), díky pokroku v množství objevených asteroidů a rozvoji počítačů, které pomáhají identifikovat rodiny například *hierarchickou shlukovací metodou*. Rodiny se pojmenovávají dle asteroidu, který má nejnižší katalogové číslo.

Vzájemné rychlosti planetek v hlavním pásu bývají výrazně vyšší než jejich únikové rychlosti, takže většina kolizí má za následek rozpady asteroidů nebo alespoň vyvržení části materiálu. Další vývoj rodin je dán gravitačními a elektromagnetickými zrychleními. Konkrétně zejména gravitací planet a Jarkovského/YORP efektem (Vokrouhlický (1998); Čapek – Vokrouhlický (2004)).

Vzhledem k rozdílným keplerovským rychlostem dochází velmi rychle k rozbíhání poloh členů rodin, takže je není možné pozorovat jako shluky těles. Mimoto tato tělesa podléhají rozdílné rychlosti precese argumentů pericentra i délek výstupných uzlů. Proto se pro identifikaci členů používá prostoru vlastních elementů a také, pokud jsou tato data k dispozici, i jejich spekter a barev.

Přesný počet členů rodiny není možné určit přesně. Jedním z důvodů je observační nedostatečnost — příliš malé planetky nejsou dosud objeveny. Dalším důvodem je to, že okraje rodiny nebývají zřetelně ohraničeny a rodina se slévá s *pozadím*³. Také některá tělesa nacházející se uvnitř rodiny mohou být jen náhodně přimísenými asteroidy.

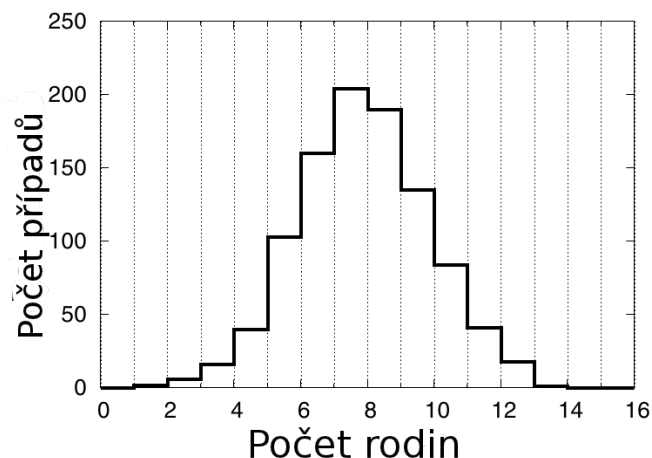
Pozdní velké bombardování (LHB) je obdobím před přibližně 4,1 až 3,8 miliardami let, kdy se na Měsíci i jných tělesech sluneční soustavy vytvořilo velké množství impaktních kráterů (Hartmann et al. (2000)). Hlavním důkazem pro existenci této události je radiometrické datování vzorků z Měsíce a lunárních meteoritů (Cohen et al. (2000), Hartmann et al. (2007)). Mimoto jsou pozorovány projevy této události jak na terestrických planetách, tak na měsících obřích planet.

Protože velké pozdní bombardování nebylo pouze dozvukem primordiální akrece, hledá se jiná příčina (Weidenschilling 2000, Bottke et al. (2007)). Nejuznávanějším vysvětlením je vznik dynamické nestability planetárního systému, která způsobila přesun projektilů z vnější části sluneční soustavy, zvaný model z Nice (Gomes et al. 2005).

Následkem tohoto bombardování by podle Brož et al. 2013 mělo v hlavním pásu vzniknout velké množství asteroidálních rodin s mateřským tělesem větším než 100 km. (obrázek 2). Dosud tam však byla prokázána jen jedna — Koronis. To je důvodem, proč se snažíme najít nějaké další. U vybraných rodin více metodami zjišťujeme jejich stáří, zda mohly vzniknout při velkém pozdním bombardování.

²Vlastní pravděpodobnost srážky dvou těles v hlavním pásu je $P_1 = 3,1 \cdot 10^{-18} \text{ km}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ Dahlgren (1998).

³Pozadím nazýváme všechna tělesa, jež nejsou členem žádné rodiny



Obrázek 2: Histogram očekávaného počtu velkých rodin ($D_{PB} > 100$ km) v „netknutém” pásu vzniklých při velkém pozdním bombardování (Brož et al. 2013). Je vidět, že očekávaný počet je kolem osmi.

V první kapitole je popsán způsob, kterým jsme hledali rodiny asteroidů. Nejprve jsme použili metodu „randombox”, která ve vlastních orbitálních elementech (velká poloosa a_p , excentricita e_p a sklon i_p) počítá statistickou významnost shluků těles. Potom jsme hierarchickou shlukovací metodou (HCM) vybrali členy některých rodin.

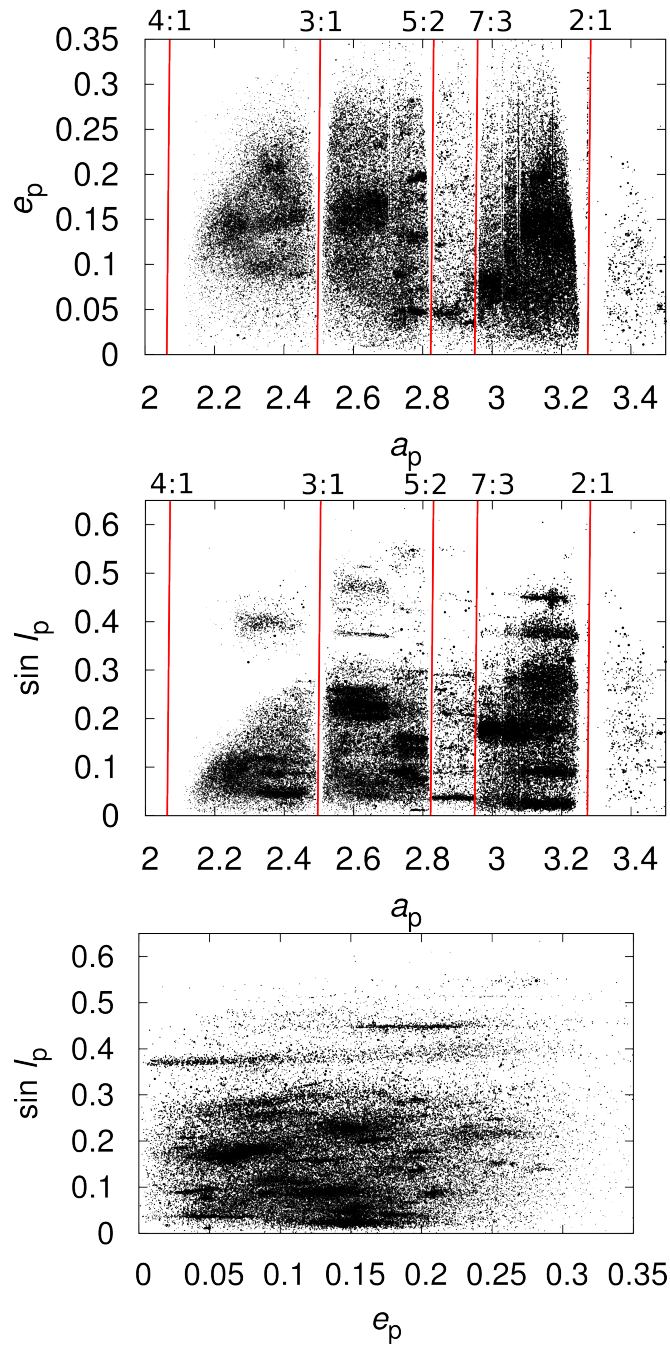
Ve druhé kapitole jsme se věnovali fyzikálním vlastnostem rodin. Využili jsme albeda těles z katalogu WISE pro vyřazení těles, která nepatří do rodin. Sestrojili jsme rozdělení velikostí členů rodiny, které je potřebné pro srovnání pozorovaných rodin a modelů. Ze srovnání rozdělení velikostí pozorovaných rodin a syntetických rozdělení z hydrodynamických modelů (Durda et al. 2007).

Ve třetí kapitole jsme provedli simulaci orbitálního vývoje vybraných rodin integrátorem Swift (Levison – Duncan (2013)). Pro porovnání vlastních elementů simulovaných a pozorovaných rodin jsme použili Kolmogorovův–Smirnovův test.

Čtvrtá kapitola je věnována koliznímu vývoji rodin. K jeho modelování jsme použili program Boulder (Morbidelli et al. (2009)). Vypočtená rozdělení velikostí těles jsme s pozorovanými srovnávali pomocí χ^2 .

V páté kapitole se diskutují výsledky této práce v souvislosti s velkým pozdním bombardováním.

#závěr



Obrázek 1: Planetky hlavního pásu v diagramech zahrnujících vlastní velkou poloosu, vlastní excentricitu a vlastní sklon: (a_p, e_p) , $(a_p, \sin i_p)$ a $(e_p, \sin i_p)$. Index p označuje oskulační elementy. Použité elementy jsou převzaty z Knezevic – Milani (2012). Zřetelně viditelné jsou nejvýznamnější rodiny asteroidů a Kirkwoodovy mezery příslušející gravitačním rezonancím středního pohybu s Jupiterem 4:1, 3:1, 5:2, 7:3 a 2:1. „Netknutý“ pás, který zkoumáme v této práci, leží mezi rezonancemi 5:2 a 7:3.

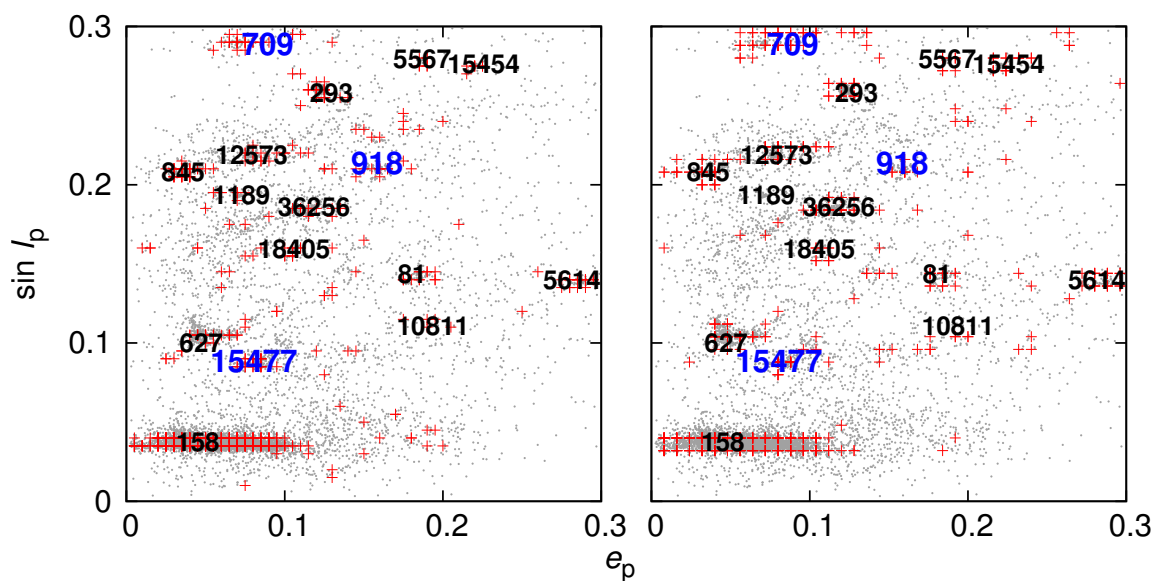
Kapitola 1

Identifikace rodin

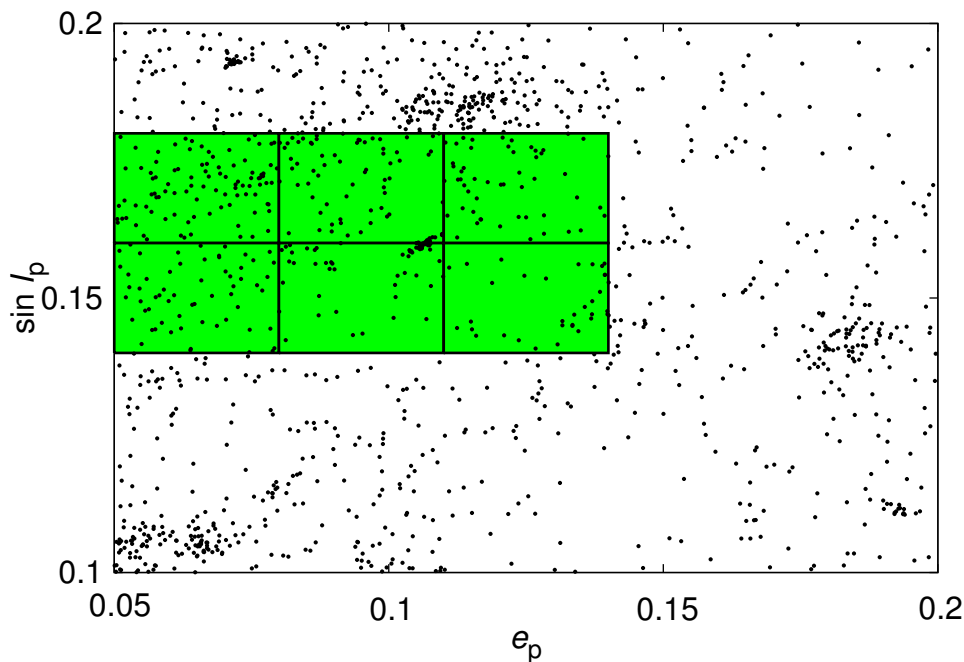
Nejprve bylo nutné identifikovat co největší počet rodin v „*netknutém*” pásu. K tomu jsme použili nejprve metodu „*randombox*”, která počítá statistickou významnost shluků těles ve vlastních orbitálních elementech. Hierarchickou shlukovací metodou jsme pak vybrali členy některých rodin, aby polohou v prostoru vlastních elementů a svým taxonomickým typem reprezentovaly rozmanitý vzorek.

1.1 Metoda *randombox*

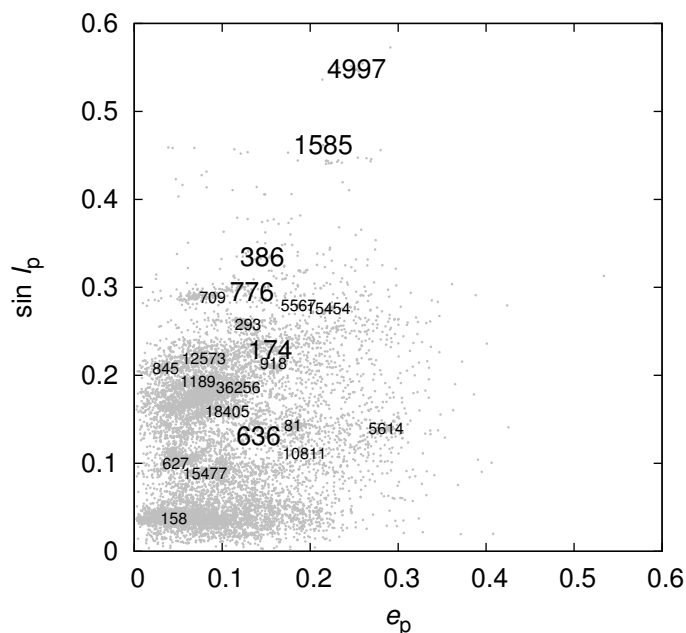
V „*netknutém*” pásu hlavního pásu asteroidů ($a_p = 2,823$ až $2,956$ AU) jsme hledali možné nové rodiny metodou nazvanou „*randombox*”. Tato metoda vypočítává pravděpodobnost, že poměry počtů objektů v určitých oblastech jsou náhodné. Toto se aplikuje na malé kvádry, kterými se pokryje celá zkoumaná oblast ve trojrozměrném prostoru vlastních elementů. Velikost boxů se volí empiricky podle předpokládané velikosti hledaných rodin. Jako oblast s „*podezřele*” vysokou koncentrací těles se označí taková, která vykazuje z celkového množství náhodných pokusů (například 10 000), jen velmi malý počet případů (volíme obvykle nejvýše 1), kdy je počet náhodně rozdělených těles větší než poměr pozorovaných.



Obrázek 1.1: Výsledky použití metody „randombox“, vypočítává pravděpodobnost, že poměry počtů objektů v určitých oblastech jsou náhodné. Na $(e_p, \sin i_p)$ diagramu (vlastní excentricita a sklon) jsou body vyznačena tělesa ležící v „netknutém“ pásu, u kterých známe vlastní elementy. Pro přehlednost je zobrazen jen výřez. Číselm jsou označeny již dříve známé rodiny. Zvýrazněny jsou rodiny 709 Fringilla, 918 Itha a 15477, kterým se v této práci budeme věnovat. Křížky značí polohu boxu splňující podmínku, že nejvýše v jednom případě z daného počtu pokusů je počet náhodných těles větší než pozorovaných. První obrázek je sestaven pro velikost boxu $a_p : e_p : i_p$ rovnou $0,03 \text{ AU} : 0,01 : 0,01^\circ$ a 100 000 pokusů. Druhý obrázek znázorňuje výsledek pro $0,04 \text{ AU} : 0,02 : 0,02^\circ$ a 200 000 pokusů.



Obrázek 1.2: Obrázek ilustruje jakým způsobem jsou při použití metody „randombox“ procházeny kvádry v prostoru vlastních dráhových elementů.



Obrázek 1.3: Diagram $(e_p, \sin i_p)$ (vlastní excentricita a sklon), na kterém jsou body vyznačena tělesa ležící v „netknutém“ pásu ($a_p = 2,82$ až $2,96$ AU), u kterých známe vlastní elementy. Kandidáti na nové rodiny objevení metodou „randombox“ (ta vypočítává pravděpodobnost, že poměry počtů objektů v určitých oblastech jsou náhodné). jsou vyznačeny velkým číslem, dříve známé rodiny malým.

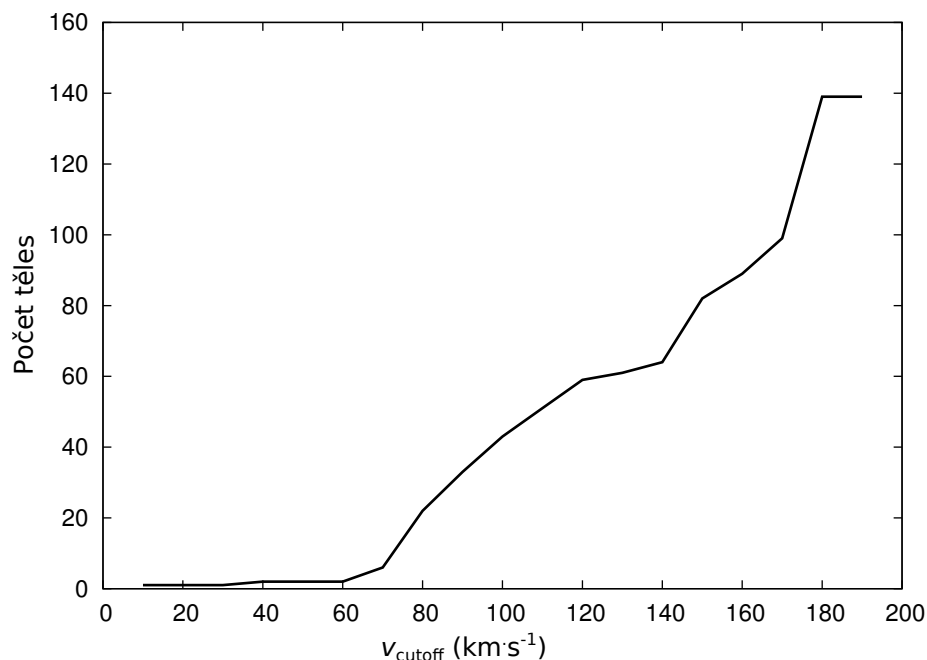
1.2 Hierarchická shlukovací metoda

Pro posouzení, zda určitá skupina těles patří do jedné rodiny, používáme hierarchickou shlukovací metodu HCM (angl. Hierarchical Clustering Method) (Brož – Šolc). Při použití této metody se nejprve v prostoru vlastních orbitálních elementů (a_p, e_p, i_p) zvolí metrika (s rozměrem rychlosti):

$$v = na_p \sqrt{C_a \left(\frac{\Delta a_p}{\bar{a}_p} \right)^2 + C_e (\Delta e_p)^2 + C_i (\Delta \sin i_p)^2}, \quad (1.1)$$

kde \bar{a}_p označuje průměrnou vlastní velkou poloosu dvou těles a Δa_p jejich rozdíl, obdobně pro Δe_p a $\Delta \sin i_p$. Poté se vybere jedna planetka jako první, a hledají se všechny, jejichž v , tedy vzájemná vzdálenost od dosud identifikovaných členů rodiny, je menší, než jistá hraniční hodnota v_{cutoff} . Ta se dá odhadnout z tvaru závislosti počtu těles N na v_{cutoff} pro nalezená tělesa.

Z výše uvedeného je zřejmé, že spolehlivost určení, zda dané asteroidy patří do rodiny, je dána zejména volbou v_{cutoff} , jejíž hodnotu často může být obtížné odhadnout. Metodu také nelze použít v případě dvou promísených rodin. K posouzení toho, zda nějaké těleso není pouze náhodně přimíseno, je také možno srovnávat jejich barvy a spektra.



Obrázek 1.4: Příklad použití hierarchické shlukovací metody (HCM) — počet těles pro různé hodnoty v_{cutoff} pro členy rodiny Itha. Hodnota v_{cutoff} je vzdáleností tělesa v prostoru vlastních elementů od ostatních dosud identifikovaných těles. Od $v_{\text{cutoff}} = 180 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ již nedochází k nalézání nových těles rodiny, proto je v tomto případě vhodné rozhodnout se pro tuto vzdálenost.

1.3 Nalezené rodiny

Metodou „randombox” byly nově identifikovány shluky znázorněné v obrázku 1.3. Je důležité zdůraznit, že tyto nalezené shluky jsou pouhými kandidáty na rodiny a je třeba jinou metodou ověřit, zda tomu tak je. K tomu jsme použili metodu HCM. Pomocí ní jsme některé shluky zavrhli, protože našla jen velmi malý počet těles.

Dalším krokem bylo zobrazení vzdálenosti v v prostoru vlastních elementů nalezených planetek a následně určení vhodného v_{cutoff} , na základě tvaru rozdělení. Obecně platí, že pokud je rozdělení pro určité vyšší hodnoty v již ploché, pak tyto asteroidy již patří do pozadí. Toto však takřka nikdy nelze přesně určit.

Z nalezených rodin jsme vybrali 3 takové, že svým spektrálním typem a polohou v prostoru vlastních elementů reprezentují rozmanitý vzorek. Jedná se o následující: 709 Fringilla, 918 Itha a 15477. Jejich fyzikální vlastnosti jsou shrnuty v tabulce 1.1. [.....]

Tabulka 1.1: Rodiny asteroidů, kterým se budeme věnovat. N značí počet těles nalezených HCM, v_{cutoff} je zvolená maximální vzdálenost v HCM, p_v geometrické albedo, tax. je taxonomický typ, D_{PB} označuje průměr mateřského tělesa, LR/PB je poměr objemů největšího zbytku k mateřskému tělesu a q_1 a q_2 sklon rozdělení velikostí těles rozdělený na dvě části větších a menších těles, v případě rodiny 15477 hraje roli observační nedostatečnost (Brož et al. (2013)).

Označení	N	v_{cutoff} [m/s]	p_v	tax.	D_{PB} [km]	LR/PB	q_1	q_2
719 Fringilla	60	140	0,047	X	38	0,931	-6,2	-1,7
918 Itha	63 (139)	140 (190)	0,23	S	99	0,157	-2,7	-1,5
15477	144	110	?	S	19	0,067	?	-5,1

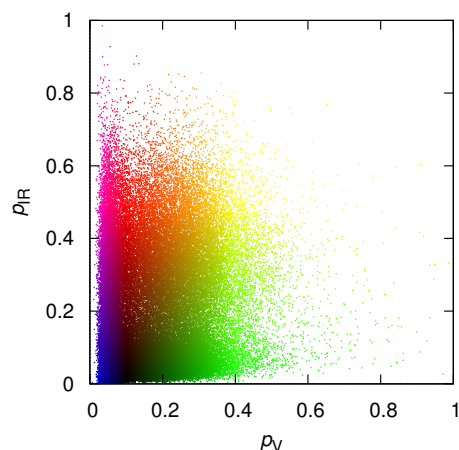
Kapitola 2

Fyzikální vlastnosti rodin

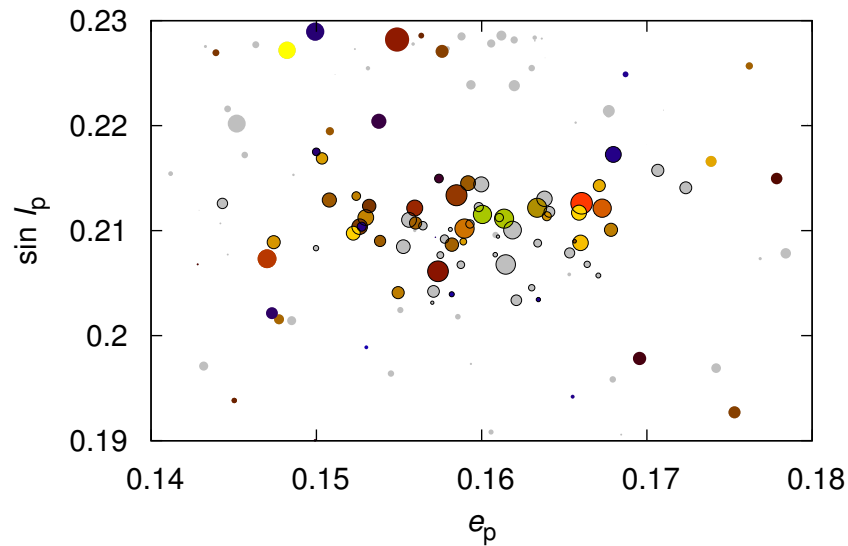
V této kapitole se budeme věnovat fyzikálním vlastnostem rodin. Znalost albed je použili pro vyřazení některých těles, která jej měla příliš odlišné od ostatních. Rozdělení velikostí a jejich srovnání s výsledky modelů rozpadu těles je důležité pro nastavení počátečních podmínek orbitálního integrátoru Swift (Levison – Duncan (2013)) i kolizního kódu Boulder (Morbidelli et al. (2009)).

2.1 Albeda asteroidů

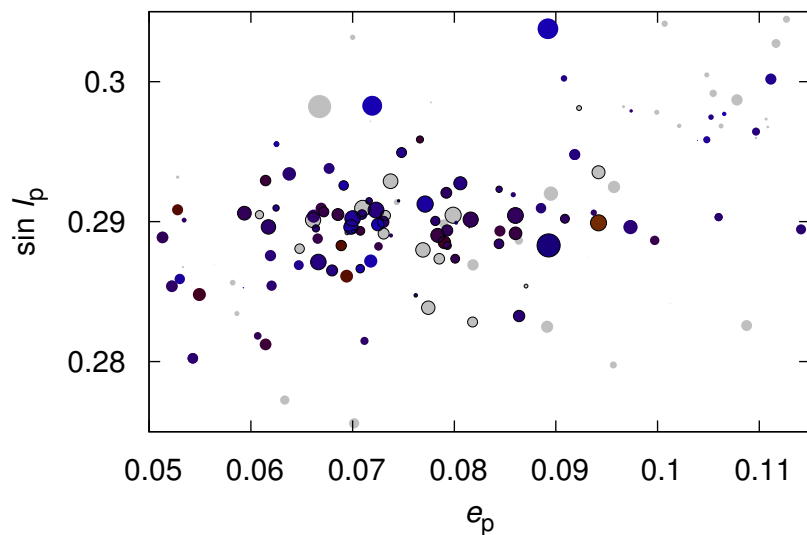
V databázi družice WISE (Masiero et al. 2011) je každému asteroidu přiřazeno geometrické albedo v infračerveném (p_{IR}) a viditelném (p_{V}) oboru a jejich nejistoty. Tato data jsou užitečná pro výběr těles, která patří do rodiny, protože tělesa s příliš odlišným albedem nemohou patřit do jedné rodiny. Nevýhodou je, že katalog obsahuje menší počet těles než katalog AstDyS, takže nemáme informaci o albedu mnoha těles.



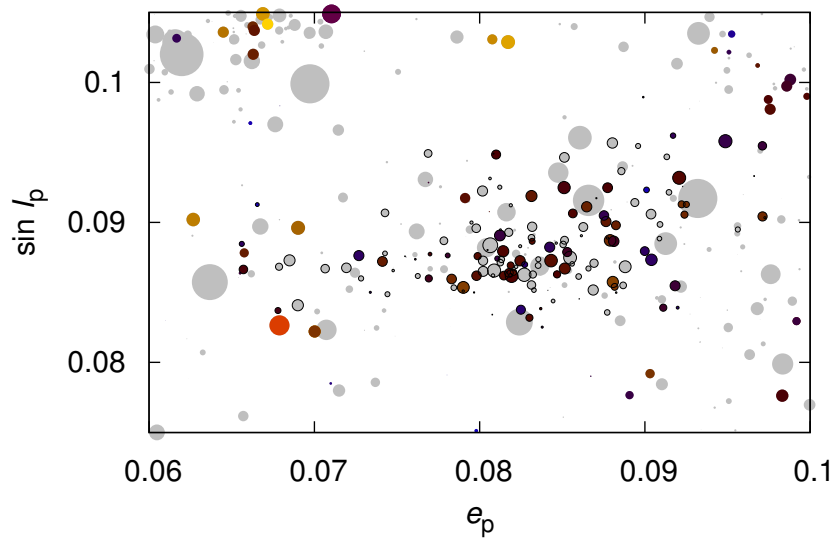
Obrázek 2.1: Barevné schéma, pomocí kterého jsme pro účely obrázků 2.4 až 2.4 asteroidům přiřadili barvu odpovídající poměru albeda v infračerveném a viditelném oboru.



Obrázek 2.2: Výřez diagramu vlastní excentricita a sklon ($e_p, \sin i_p$) oblasti rodiny Itha. Asteroidy jsou vyznačeny kruhy, jejich velikost je úměrná magnitudě, čím jasnější těleso, tím je kruh větší. Barva odpovídá poměru albeda v infračerveném a viditelném oboru, jak je znázorněno na obrázku 2.1. Šedá tělesa jsou asteroidy, které katalog WISE neobsahuje a jsou obsaženy jen v databázi AstDyS, takže není známo albedo. Černě obtažená tělesa jsou členové rodiny Itha nalezeni hierarchickou shlukovací metodou. Je zřetelné, že členové rodiny mají geometrické albedo $p_V \gtrsim 0,08$.



Obrázek 2.3: Výřez diagramu vlastní excentricita a sklon ($e_p, \sin i_p$) oblasti rodiny Fringilla. Popis viz obrázek 2.4. Je zřetelné, že členové rodiny mají geometrické albedo $p_V \lesssim 0,08$.



Obrázek 2.4: Výřez diagramu vlastní excentricita a sklon ($e_p, \sin i_p$) oblasti rodiny 15477. Popis viz obrázek 2.4. Rodina je složena z malých těles, u mnoha z nich není známo albedo.

2.2 Rozdělení velikostí rodin

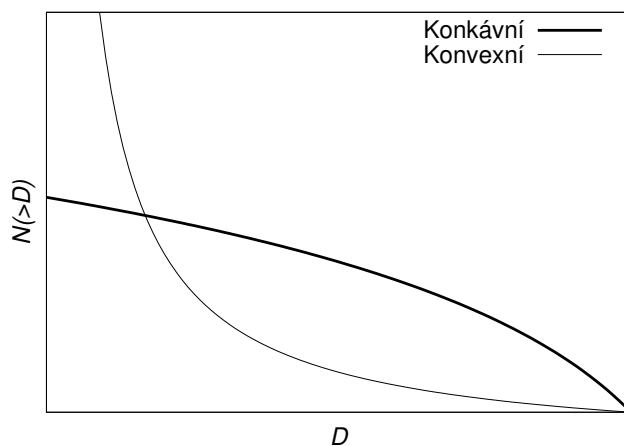
V práci Durda et al. (2007) byly publikovány výsledky modelování srážek asteroidů, konkrétně závislosti počtu fragmentů na jejich velikosti. V jejich hydrodynamickém modelu byl předpokládán asteroid (terč) o průměru 100 km, do kterého narážely bazaltové projektily různého průměru, v různých úhlech dopadu a různou rychlostí. Výsledná kumulativní rozdělení velikostí ($N(>D)$) je poté možné srovnávat s pozorovanými rozděleními známých rodin asteroidů a odhadnout tak velikost D_{PB} jejich mateřského tělesa a případně i další vlastnosti dané rodiny.

Rozdělení byla vypočtena pro projektily o průměrech 10 až 46 km, pro úhly dopadu 15° až 75° a vzájemnou rychlost 2,5 až 7 km/s. Děje je možno orientačně rozdělit podle typu srážky na:

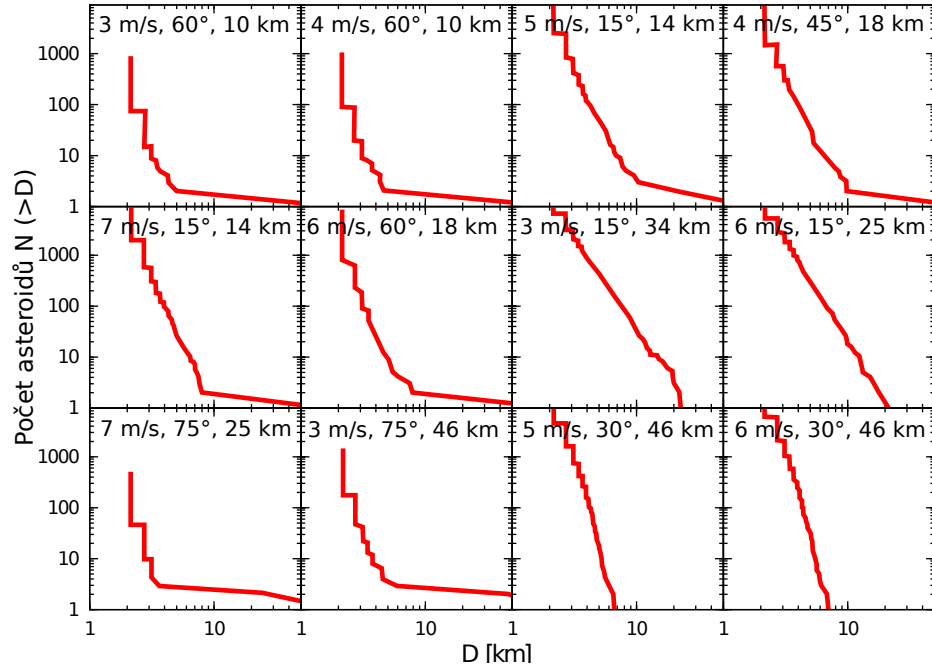
- kráterování (z mateřského tělesa unikne výrazně méně než polovina materiálu);
- katastrofické impakty (unikne kolem poloviny materiálu);
- superkatastrofické impakty (unikne výrazně více než polovina).

Toto je v rozdělení $N(>D)$ možno rozpoznat zejména dvěma základními způsoby:

- podle poměru velikostí největšího a druhého největšího tělesa;
- tím, že rozdělení rodiny vzniklé kráterováním je konvexní a výsledkem katastrofického rozpadu je rozdělení konkávní.



Obrázek 2.5: Ilustrace konvexního a konkávního tvaru kumulativního rozdělení velikostí asteroidů. V případě konvexního tvaru je ve skupině asteroidů velké množství malých těles a jen několik velkých. U konkávního je rozdíl počtu malých a velkých těles mnohem menší.



Obrázek 2.6: Výběr některých kumulativních rozdělání velikostí asteroidů podle (Durda et al. (2007)). Ve výběru jsou různé kombinace vzájemné rychlosti při srážce, úhlu dopadu a rozměru projektilu. Všechny jsou vypočteny pro průměr mateřského tělesa $D_{PB} = 100$ km. Jednotlivá rozdělání jsou seřazena vzestupně podle specifické energie srážky. Je zřetelně vidět, že při nízkých energiích dochází ke kráterování a při vysokých ke katastrofickým rozpadům.

Rodina vzniklá kráterováním vykazuje konvexní rozdělání, protože se skládá z velkého největšího zbytku o relativně velkém průměru v porovnání s ostatními členy a ostatní tělesa jsou výrazně menší. Naproti tomu v rodině vzniklá katastrofickým rozpadem je několik srovnatelně rozměrných velkých objektů. Jak je možné očekávat, ke katastrofickým rozpadům dochází s větším projektilem, při vyšších rychlostech a při menších dopadových úhlech.

Na tvar pozorovaného rozdělání však mají vliv i další jevy — dlouhý orbitální vývoj má za následek odstranění menších těles, stejně tak observační nedostatečnost zplošťuje pozorované rozdělání.

2.3 Určení velikosti mateřského tělesa

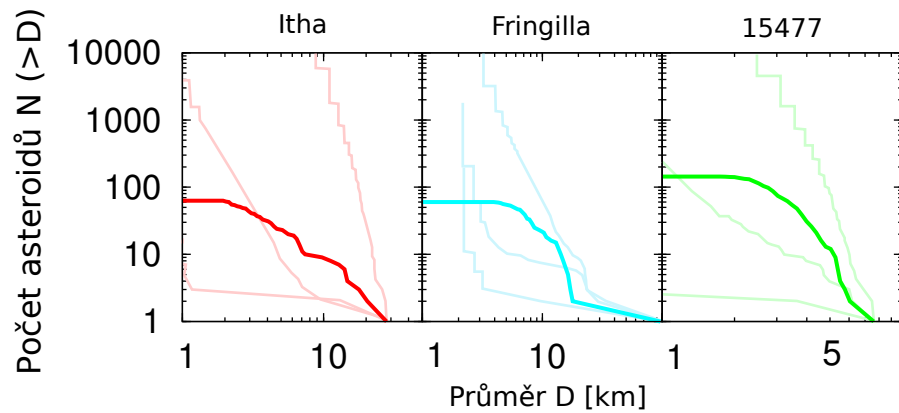
Na základě dat z katalogu AstOrb (Ast (2013)) a dat z družice WISE (Masiero et al. (2011)) jsme vytvořili kumulativní rozdělání velikostí členů rodin. Tato pozorované rozdělání jsme porovnávali s rozděláními z modelů Durda et al. 2007, abychom určili možnou velikost původního tělesa a její nejistotu.

Postup byl následující: rozdělání se v grafu škálovalo posouváním, až se dosáhlo co nejlepší shody zejména u dvou největších těles. Dalším důležitým hlediskem byl sklon rozdělání, zejména část v oblasti největších členů. Na sklon rozdělání u malých těles nebyl dán velký důraz, protože ta jsou mnohem více ovlivněna orbitálním vývojem a observační nedostatečností.

Vždy existuje možnost chybného přiřazení některého z asteroidů pozadí do rodiny. To má při srovnávání rozdělení vliv zejména u největších těles. Proto jsme srovnali i rozdělení s vynecháním různého počtu některých největších členů. Ukázalo se, že toto nemělo na výběr odpovídajícího modelového rozdělení podstatný vliv.

Pro srovnání je nejdůležitější poměr velikostí dvou největších těles a sklon rozdělení, hlavně v oblasti největších těles — v tomto by se rozdělení syntetická a pozorovaná měla lišit co nejméně. Proto jsme sestrojili χ^2 , který v zadaném rozsahu velikostí těles porovnával pozorovaná a syntetická rozdělení.

Rozdělení pozorované rodiny se od modelů liší mnohem plošší závislostí v oblasti malých těles ($D < 5$ až 10 km), což je způsobeno observační nedostatečností i tím, že během vývoje rodiny docházelo k dalším sekundárním srážkám a rozpadům, a odstranování těles během orbitálního vývoje vlivem Jarkovského/YORP jevu a orbitálních rezonancí.

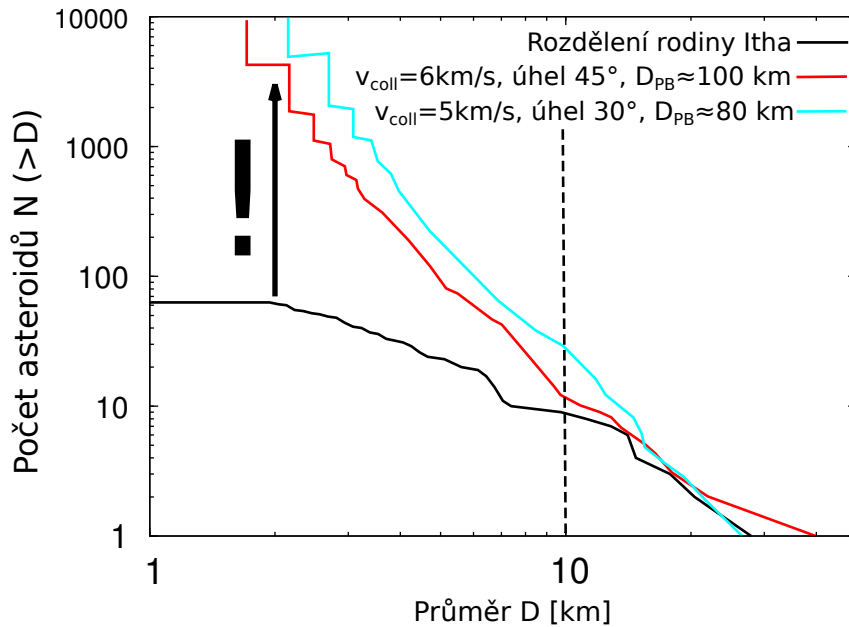


Obrázek 2.7: Srovnání pozorovaných kumulativních rozdělení velikosti vybraných rodin (tučná čára) s některými syntetickými (Durda et al. 2007). Rozdělení jsou normována na velikost největšího člena rodiny. Je zřejmé, že se mohou velmi lišit.

2.3.1 Rodina Itha

Pozorovaným datům nejlépe odpovídají následující dva modely:

- rychlost srážky 6 km/s, úhel 45°, rozměr mateřského tělesa 100 km
- rychlost srážky 5 km/s, úhel 30°, rozměr mateřského tělesa 80 km

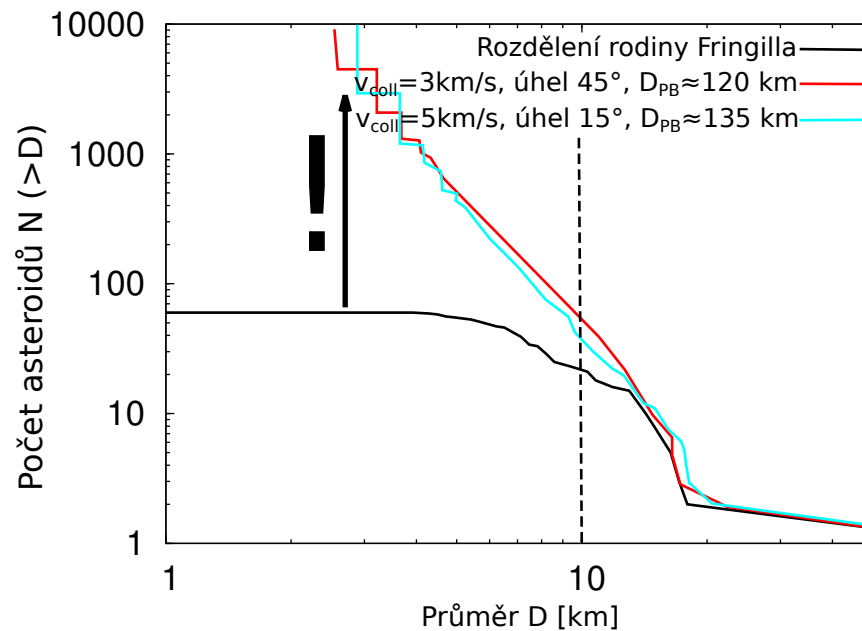


Obrázek 2.8: Dvě syntetická kumulativní rozdělení velikostí těles nejlépe se v uvažované oblasti ($D > 10$ km) shodující s pozorovaným rozdělením. Pro menší tělesa se rozdělení značně liší, což je způsobeno orbitálním vývojem pozorované rodiny a observační nedostatečností. První rozdělení bylo vypočteno pro rychlost srážky 6 km/s, úhel 45° a rozměr mateřského tělesa 100 km, druhé pro rychlost srážky 5 km/s, úhel 30° a rozměr mateřského tělesa 80 km. Syntetická rozdělení jsou převzata z hydrodynamických simulací Durda et al. (2007).

2.3.2 Rodina Fringilla

Následující dva modely nejlépe odpovídají pozorovaným datům:

- rychlost srážky 3 km/s, úhel 45°, rozměr mateřského tělesa 120 km
- rychlost srážky 5 km/s, úhel 15°, rozměr mateřského tělesa 135 km

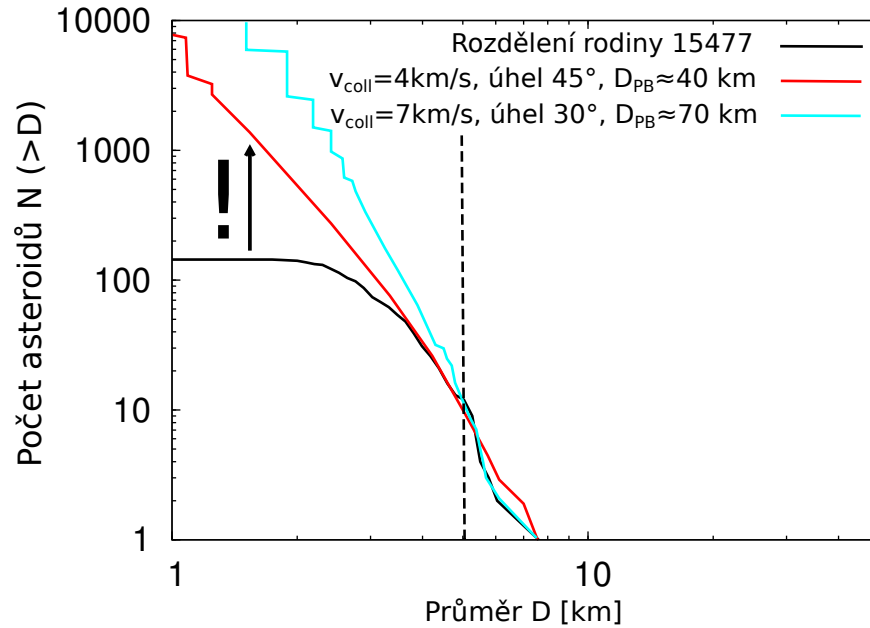


Obrázek 2.9: Dvě syntetická kumulativní rozdělení velikostí těles nejlépe se v uvažované oblasti ($D > 10\text{ km}$) shodující s pozorovaným rozdělením. První rozdělení bylo vypočteno pro rychlost srážky 3 km/s, úhel 45° a rozměr mateřského tělesa 120 km, druhé pro rychlost srážky 5 km/s, úhel 15° a rozměr mateřského tělesa 135 km. Více viz obrázek 2.8.

2.3.3 Rodina 15477

Pozorovaným datům nejlépe odpovídají následující dva modely:

- rychlost srážky 4 km/s, úhel 45°, rozměr mateřského tělesa 40 km
- rychlost srážky 7 km/s, úhel 30°, rozměr mateřského tělesa 70 km



Obrázek 2.10: Dvě syntetická kumulativní rozdělení velikostí těles nejlépe se v uvažované oblasti ($D > 5\text{ km}$) shodující s pozorovaným rozdělením. První rozdělení bylo vypočteno pro rychlost srážky 4 km/s, úhel 45° a rozměr mateřského tělesa 40 km, druhé pro rychlost srážky 7 km/s, úhel 30° a rozměr mateřského tělesa 70 km. Více viz obrázek 2.8.

Kapitola 3

Simulace dynamického vývoje

Pro určení stáří rodin jsme provedli simulaci dynamického vývoje. Nejprve jsme pomocí integrátoru Swift simulovali dynamický vývoj vybraných rodin po dobu 4 Gyr a poté jsme porovnávali vývoj vlastních orbitálních elementů (velké poloosy, excentricity a sklonu) syntetických rodin s rodinami pozorovanými. Pro kvantitativní srovnání jsme použili Kolmogorovův–Smirnovův test.

3.1 Integrátor Swift

Numerický symplektický integrátor Swift byl vytvořen pro integraci pohybu testovacích částic pod vlivem gravitačně interagujících těles (Slunce a planet). Byl napsán M. Duncanem a H. Levisonem (Levison – Duncan (1994), Levison – Duncan (2013)). Využívá čtyři různé způsoby integrace. První z nich je symplektická integrace se smíšenými proměnnými (MVS). Ta rozděluje Hamiltonián pohybu simulované částice na dvě části:

$$H = H_{\text{Kepler}} + H_{\text{perturbace}}, \quad (3.1)$$

na část odpovídající Keplerovskému pohybu a na část popisující vzájemné perturbace, kde obě části jsou integrabilní. Podmínkou je, aby H_{pert} bylo malé, což není splněno při blízkých vzájemných přiblíženích. To řeší regularizovaná symplektická integrace se smíšenými proměnnými (RMVS). Použitý algoritmus v tomto případě nahradí Keplerovskou část pohybem kolem odpovídající planety namísto Slunce.

#dvě další

Použitá verze je modifikovaná, oproti původní obsahuje navíc

- digitální filtry pro výpočet vlastních elementů (Šidlichovský – Nesvorný (1996)),
- dochází ke kolizní reorientaci rotačních os (Farinella et al. (1998))
- a je zahrnut Jarkovského/YORP efekt (Vokrouhlický (1998); Vokrouhlický – Farinella (1999); Čapek – Vokrouhlický (2004)).

3.2 Parametry modelu

Model využívá fyzikální vlastnosti materiálu těles odpovídající výzkumu meteoritů [???]. Jedná se o:

- termální vlastnosti materiálu — tepelnou kapacitu C a vodivost κ ,
- IR emisivitu ϵ_{IR} ,
- účinnost YORPu c_{YORP} ,
- a objemovou ρ a povrchovou σ hustotu.

3.3 Počáteční podmínky integrací

V souboru `spin.in` je obsažen počet testovacích částic a pro každou v řádku tři kartézské souřadnice orientace rotačních os a úhlová rychlost [$\text{rad} \cdot \text{s}^{-1}$].

`D_astorbifexists.dat` je soubor obsahující rozměr každé testovací částice.

Soubor `p1.in` obsahuje počáteční podmínky pro Slunce a čtyři obří planety: hmotnost a heliocentrické kartézské souřadnice poloh a rychlostí. Použitá jednotka pro délku je AU, pro čas den, gravitační konstanta je rovna jedné. Obdobný soubor `tp.in` obsahuje totéž pro zvolený počet testovacích částic.

Nastavení souboru `param.in`, jeho obsah je v Tabulce 3.1:

- `t0`: počáteční čas; `tstop`: čas zastavení integrace; `dt` časový krok #jednotky?;
- `dtout`: časový interval mezi výstupy; `dtDump`: časový interval mezi uložením aktuálního stavu;
- logické přepínače T/F (true/false): L1: True: započtení gravitačních momentů Slunce J2 a J4; L2: true: Odstraňování částic, které se dostanou příliš daleko nebo blízko Slunci; L3: true: Výpočet Jakobiho integrálu částic; L4: true: Výpočet energie a momentu hybnosti částic; L5: true: Zápis heliocentrických orbitálních elementů všech částic; L6: true: Zápis heliocentrických orbitálních elementů všech částic v úsporné formě;
- `rmin`: heliocentrická vzdálenost, při které je částice příliš blízko Slunci (při -1 ignorováno); `rmax`: heliocentrická vzdálenost, při které je částice příliš daleko od Slunce (při -1 ignorováno); `rmaxu`: heliocentrická vzdálenost, při které částice přestane být vázána ke Slunci (při -1 ignorováno); `qmin`: heliocentrická vzdálenost, při které je částice příliš blízko centrálnímu tělesu (při -1 ignorováno); `lclose`: logický přepínač T/F: true: Kontrola blízkých přiblížení k planetám;
- `binary_outputfile`: soubor pro zápis orbitálních elementů v časovém kroku z prvního řádku.

Tabulka 3.1: Obsah souboru `param.in`

obsah souboru	označení
.0d0 365.25d5 10.0d0	t0 tstop dt
365.25d1 365.25d1	dtout dtdump
F T F F T F	L1 L2 L3 L4 L5 L6
4.68d-03 100.0 -1.0 4.68d-03 F	rmin rmax rmaxu qmin lclose
bin.dat	binary_outputfile

Soubor `collision.in` obsahuje parametry vztahu pro reorientaci rotačních os srážkami (Brož et al. (2011)):

$$\tau_{\text{reor}} = B \left(\frac{\omega}{\omega_0} \right)^{\beta_1} \left(\frac{D}{D_0} \right)^{\beta_2}, \quad (3.2)$$

kde ω je úhlová frekvence rotace tělesa a D jeho průměr.

Tabulka 3.2: Obsah souboru `collision.in`

obsah souboru	vysvětlení
1.0d3	časový krok reorientace v [yr]
84.5e3	B
0.83333	β_1
1.33333	β_2
2.0d0	D_0
3.4906585d-4	ω_0 odpovídající periodě 5 hodin
1.0d10	časový krok rozpadu v [yr]
16.79d6	střední doba mezi rozpady v [yr]
1 1 1 1	????
2.5 9	rozsah period po reorientaci
-1 -1	rozsah středních velkých poloos (při -1 ignorováno)
T	výpis souboru <code>reorient.out</code>
T	výpis souboru <code>disrupt.out</code>

Tabulka 3.3: Obsah souboru `filter.in`

obsah souboru	vysvětlení
4	
AAAB	
10 10 5 3	
80 0.024d0 10.0d0	
80 0.10d0 20.0d0	
365.25d0	
bin.filter.dat	
T	
F	
F	
-2	
2	
1	

Soubor `genveld.in` obsahuje nastavení pro vytvoření rozdělení rychlostí po rozpadu.

Tabulka 3.4: Obsah souboru `genveld.in`

obsah souboru	vysvětlení
70	rychlost tělesa velikosti D_5 po rozpadu [m/s]
5	charakteristický rozměr tělesa D_5 [km] po rozpadu
0	minimální rychlost po rozpadu [m/s]
250	maximální rychlost po rozpadu [m/s]
100	????
2500	hustota tělesa [$\text{kg} \cdot \text{m}^{-3}$]
-1	číslo pro inicializaci generátoru pseudonáhodných čísel
D_astorbifexists.dat	soubor obsahující rozměry testovacích částic

Soubor `yorp.in` (tabulka 3.5) obsahuje parametry těles pro výpočet působení YORP efektu. Používá soubory `*.y`, které obsahují vypočtené momenty na různé Gaussovské sféry způsobené YORP efektem.

Tabulka 3.5: Obsah souboru `yorp.in`

obsah souboru	vysvětlení
630	počet částic (podle počtu těles v souboru <code>D_astorbifexists.dat</code>)
1.0d3	časový krok integrátoru YORP [yr]
1.0d5	časový krok pro výstup [yr]
200	počet Gaussovských sfér v adresáři <code>fg_functions</code>
7	???
30.0	krok ve sklonu osy [°]
2.5	referenční hodnota velké poloosy [AU]
1.0d3	referenční poloměr [m]
2500.d0	referenční hustota [$\text{kg} \cdot \text{m}^{-3}$]
2.9088821d-4	úhlová rychlost odpovídající periodě 6 hodin [rad/s]
0.33d0	efektivita YORPu
T	???
<code>../fg_functions_K1e-3/</code>	soubory <code>*.y</code>

Soubor `yarko.in` obsahuje počet testovacích částic a pro každou z nich údaje uvedené v Tabulce 3.6. `R` značí poloměr částice v km, `ro_b` hustotu v $\text{kg} \cdot \text{m}^{-3}$, `ro_s` povrchovou hustotu v $\text{kg} \cdot \text{m}^{-2}$, `K` tepelnou vodivost v $\text{W} \cdot \text{m} \cdot \text{K}$, `c` tepelnou kapacitu v $\text{J} \cdot \text{kg} \cdot \text{K}$, `A` Bondovo albedo a `eps` infračervenou emisivitu.

Tabulka 3.6: Obsah souboru `yarko.in`

R	ro_b	ro_s	K	c	A	eps
---	------	------	---	---	---	-----

V souboru `makein.sh` se nastavuje geometrie po rozpadu.

Tabulka 3.7: Obsah souboru `makein.sh`

obsah souboru	vysvětlení
F=	pravá anomálie f
OMEGA=	argument pericentra ω

3.3.1 Nastavení pro rodinu Itha

V prvé integraci bylo kumulativní rozdělení velikostí testovacích částic zvoleno tak, že se každá částice z rozdělení pozorovaných členů rodiny vynásobila deseti. V případě druhé integrace padesáti.

Tabulka 3.8: Obsah souboru `makein.sh` pro rodinu Itha

obsah souboru	vysvětlení
F=90	pravá anomálie f
OMEGA=0	argument pericentra ω

Tabulka 3.9: Obsah souboru `yarko.in` pro rodinu Itha

R	ro_b	ro_s	K	c	A	eps
...	2500	1500	0.001	680	0.1	0.9

3.3.2 Nastavení pro rodinu Fringilla

V integraci bylo kumulativní rozdělení velikostí testovacích částic zvoleno tak, že se každá částice z rozdělení pozorovaných členů rodiny vynásobila deseti.

Tabulka 3.10: Obsah souboru `makein.sh` pro rodinu Fringilla

obsah souboru	vysvětlení
F=0	pravá anomálie f
OMEGA=30	argument pericentra ω

Tabulka 3.11: Obsah souboru `yarko.in` pro rodinu Fringilla

R	ro_b	ro_s	K	c	A	eps
...	1300	1300	0.01	680	0.02	0.95

3.3.3 Nastavení pro rodinu 15477

V integraci bylo kumulativní rozdělení velikostí testovacích částic zvoleno tak, aby odpovídalo rozdělení syntetickým rozdělením z kapitoly 2.3. Celkový počet částic je 580.

Tabulka 3.12: Obsah souboru `makein.sh` pro rodinu 15477

obsah souboru	vysvětlení
F=90	pravá anomálie f
OMEGA=90	argument pericentra ω

Tabulka 3.13: Obsah souboru `yarko.in` pro rodinu 15477

R	ro_b	ro_s	K	c	A	eps
...	2500	1500	0.001	680	0.1	0.9

3.4 Porovnání modelu a pozorování

Poté, co jsme provedli simulace orbitálního vývoje, bylo nutné vlastní orbitální elementy syntetických i pozorovaných rodin kvantitativně porovnat. K tomu jsme použili Kolmogorovův–Smirnovův test (Press et al. (1993)).

3.4.1 Kolmogorovův–Smirnovův test

Tento statistický test se používá k posouzení, zda dva soubory dat mohou pocházet ze stejného rozdělení. Tato rozdělení musí být funkcí jedné nezávislé proměnné. Dvě kumulativní distribuční funkce se shodují v krajních bodech a to, co je odlišuje, je chování mezi těmito body. KS test hledá největší vzdálenost mezi dvěma kumulativními distribučními funkcemi:

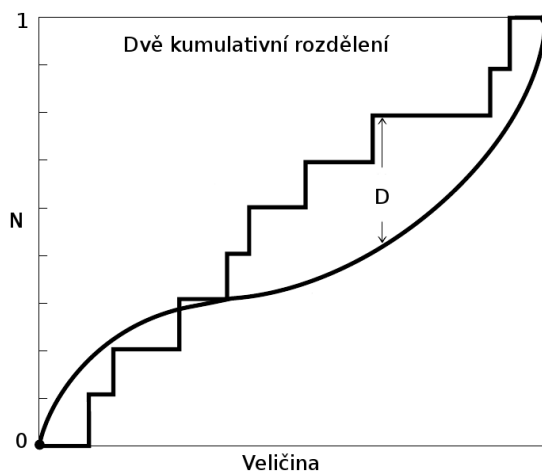
$$D_{KS} = \max |S_{N_1}(x) - S_{N_2}(x)|, \quad (3.3)$$

kde D_{KS} je Kolmogorova–Smirnova statistika a $S_N(x)$ jsou dvě kumulativní distribuční funkce.

Nulová hypotéza znamená, že oba vzorky pocházejí ze stejného rozdělení. Je možné také vypočítat pravděpodobnost, s jakou je možné potvrdit platnost nulové hypotézy (Press et al. (1993)).

Tento test jsme aplikovali na srovnání kumulativních rozdělení vlastních elementů pozorovaných rodin a rodin simulovaných, a to zvlášť pro velkou poloosu, excentricitu a sklon.

#zmínit vícerozměrný!!!



Obrázek 3.1: Ilustrace Kolmogorova–Smirnovova (KS) testu. V zobrazeném případě se jedná o srovnání empirického kumulativního rozdělení $S_N(x)$ a referenčního rozdělení $P(x)$. V našem případě jsme srovnávali dvě empirická rozdělení. Parametr D_{KS} ukazuje největší vzdálenost mezi těmito rozděleními.

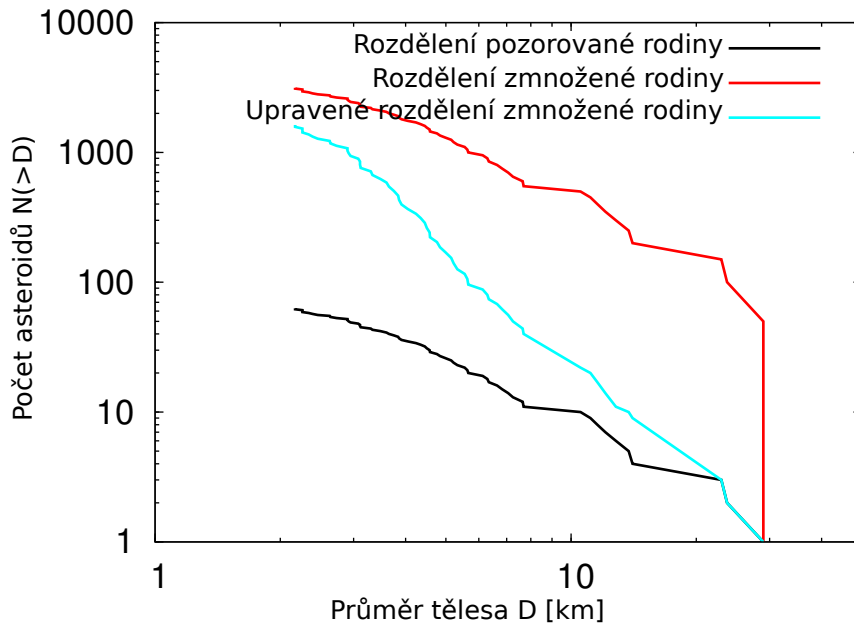
3.4.2 Orbitální vývoj rodin

Pomocí integrátoru Swift jsme provedli simulace orbitálního vývoje rodin Itha, Fringilla a 15477 po dobu 4 Gyr (kapitola 3). V případě rodiny Itha jsme nejprve použili 630 testovacích částic, podruhé již 3150, protože v prvním případě poklesl ke konci integrace počet simulovaných částic pod počet skutečných členů rodiny.

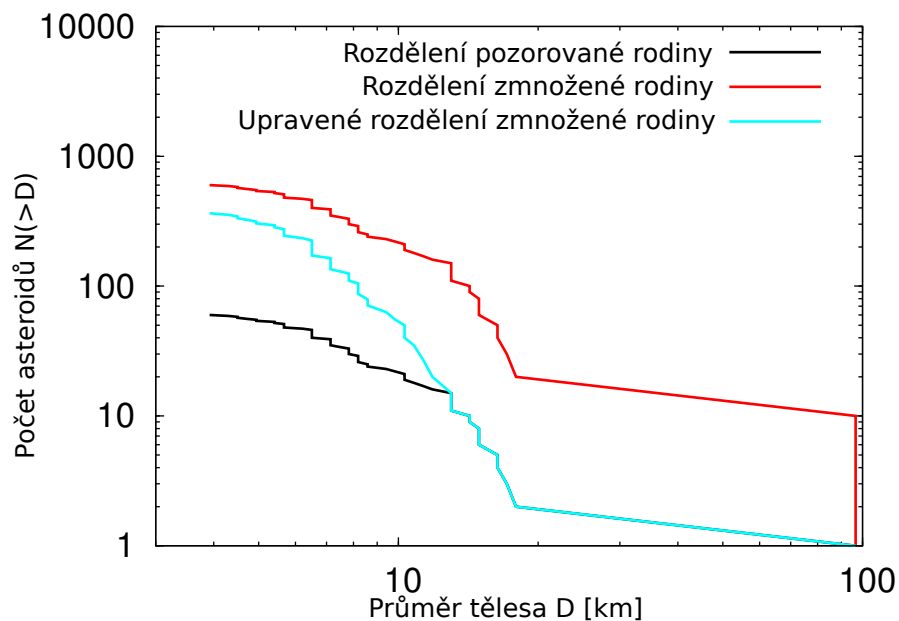
V první integraci bylo kumulativní rozdělení velikostí testovacích částic zvoleno tak, že se každá částice z rozdělení pozorovaných členů rodiny vynásobila deseti. V případě druhé integrace padesáti. Toto však způsobilo velký přebytek největších těles oproti syntetickým kumulativním rozdělením velikostí plynoucím z hydrodynamických simulací (Durda et al. (2007)). Proto jsme následně vybrali jen taková tělesa, jejichž rozdělení nejlépe odpovídalo syntetickým rozdělením vybraným v kapitole 2.3. Toto výsledné rozdělení bylo poté použito pro Kolmogorovův–Smirnovův test.

V případě rodiny Fringilla jsme použili stejný postup. Kumulativní rozdělení velikostí testovacích částic jsme vytvořili desetinásobným zmnožením všech pozorovaných těles rodiny Fringilla, konkrétně jsme pro simulaci použili 600 testovacích částic.

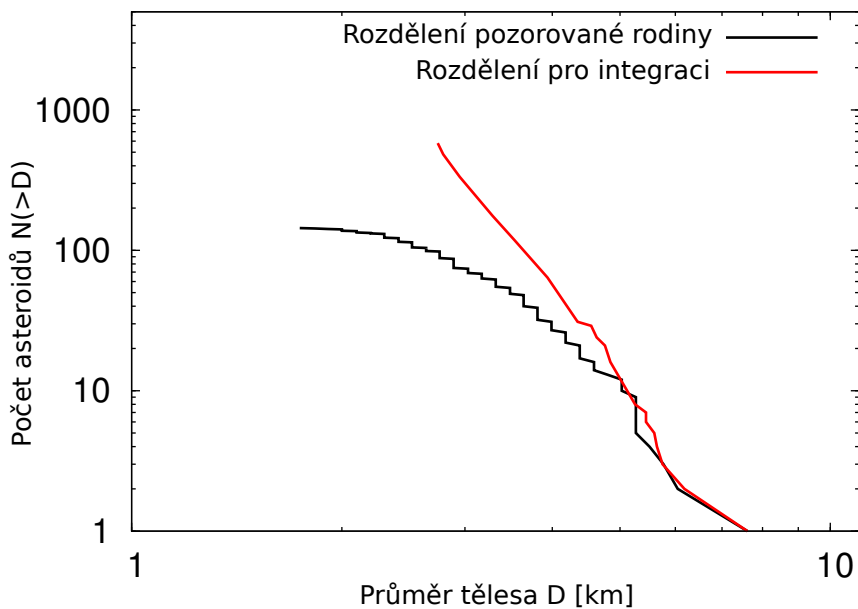
Pro simulaci vývoje rodiny 15477 jsme použili rozdělení odpovídající syntetickým rozdělením z kapitoly 2.3, s celkovým počtem částic 580.



Obrázek 3.2: Na obrázku je černou čarou vyznačeno kumulativní rozdělení velikostí těles rodiny Itha. Červeně je vyznačeno rozdělení těles po padesátinásobném zvýšení počtu každého z nich. Tyrkysová čára znázorňuje rozdělení upravené tak, aby odpovídalo syntetickým rozdělením (Durda et al. (2007)), viz obrázek 2.8. Toto výsledné rozdělení bylo poté použito pro Kolmogorovův–Smirnovův test.



Obrázek 3.3: Kumulativní rozdělení velikostí těles rodiny Fringilla. Popis viz obrázek 3.2.



Obrázek 3.4: Kumulativní rozdělení velikostí těles rodiny 15477 je vyznačeno černou čarou. Červeně je vyznačeno rozdělení, kde byl počet těles navýšen tak, aby odpovídal výsledkům hydrodynamických modelů rozpadu Durda et al. (2007). Toto rozdělení bylo použito pro integraci.

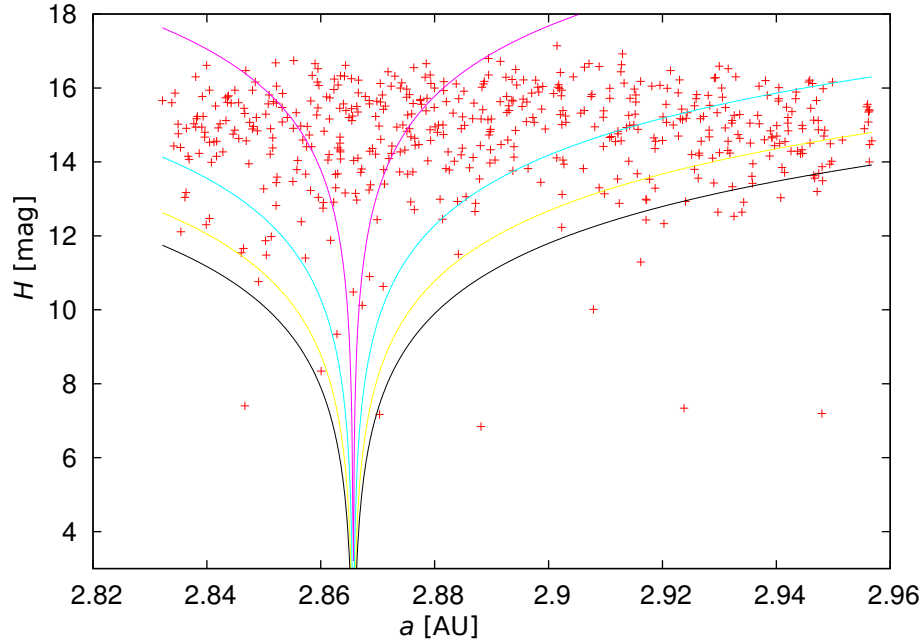
Členy pozorovaných rodin pro srovnání s modelovanými jsme vybírali dvěma způsoby:

- hierarchickou shlukovací metodou
- a nebo jsme použili kvádr ve vlastních orbitálních elementech.

Z nalezených těles jsme v některých případech vyjmuli ta tělesa, jejichž geometrické albedo se výrazně lišilo od ostatních těles. Další tělesa byla vyřazena metodou aH (obrázek 3.5). Ta říká, že jasná tělesa (tudíž velká) se nemohla ve velké poloose příliš vzdálit od největšího tělesa rodiny. Čáry vyznačené na obrázku 3.5 jsou definovány:

$$H = \log \left| \frac{a_p - a_c}{C} \right|, \quad (3.4)$$

kde H je absolutní magnituda, a_p značí vlastní velkou poloosu, a_c je vlastní velká poloosa největšího člena rodiny a C volená konstanta. Na obrázku 3.5 jsou vyznačeny čtyři různé hodnoty C různobarevnými čarami.



Obrázek 3.5: Ukázka použití metody aH pro vyřazování přimísěných těles. Červenými křížky jsou vyznačeny polohy těles (v tomto případě rodiny Itha, nalezené hierarchickou shlukovací metodou) v diagramu vlastní velká poloosa (a) versus absolutní magnituda (H). Barevné čáry odpovídají rovnici 3.4. Tělesa, kterým v této rovnici odpovídá příliš velké C , nemohou být členy rodiny, protože takto velká tělesa nemohla tak výrazně změnit velkou poloosu. #jak to napsat méně vágně???

V následujících sekcích (3.4.3, 3.4.4 a 3.4.5) jsou na obrázcích vyznačeny polohy ve vlastních elementech (a_p, e_p) a ($a_p, \sin i_p$) pozorovaných členů rodin s vlastními orbitálními elementy z katalogu AstDyS (zeleně) a syntetických těles (červeně) v různých časech vývoje simulace — počáteční stav simulace, po 2 Gyr a po 4 Gyr. Znázorněny jsou různé varianty podle volby těles, která považujeme za členy pozorovaných rodin.

Člene rodin jsme vybírali buď hierarchickou shlukovací metodou nebo jako všechna tělesa v kvádru ve vlastních elementech. Jednotlivé případy se liší velikostí boxu a započtením těles bez známého geometrického albeda.

Na spodních obrázcích pak je časový vývoj D_{KS} Kolmogorova–Smirnovova testu pro srovnání vlastních elementů a_p, e_p a $\sin i_p$ syntetických a pozorovaných rodin. Současně

je vyznačena pravděpodobnost, s jakou je možné potvrdit platnost nulové hypotézy, tedy, že obě rozdělení jsou shodná.

Pro srovnání kumulativních rozdělení vlastních elementů jsme použili pět různých množin těles, která považujeme za členy pozorované rodiny. První z nich je hierarchická shlukovací metoda (HCM). Druhou je zahrnutí všech těles v různě velkém kvádru ve vlastních elementech, případně jen těles s podobným albedem.

3.4.3 Orbitální vývoj rodiny Itha

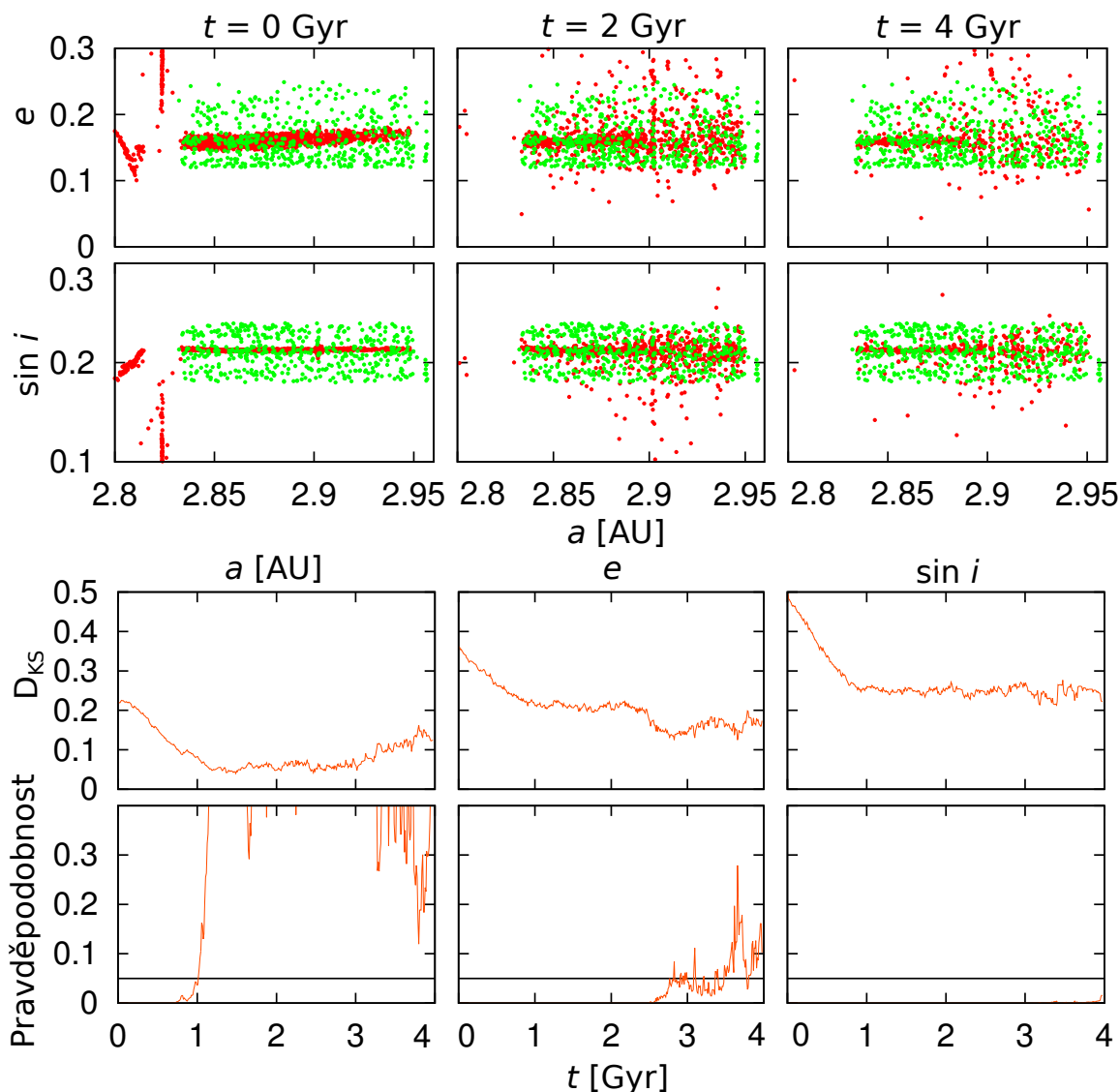
Na obrázku 3.10 jsme zvolili velikost použitého kvádru co největší tak, aby do něj nezasahovala žádná další rodina, konkrétně kvádr $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,12$ až $0,25$ a $\sin i_p = 0,18$ až $0,24$. Do výběru jsme zahrnuli všechna tělesa s výjimkou těch, která mají v katalogu WISE albedo p_v menší než $0,08$.

Na obrázku 3.7 je totožný kvádr, zde však byla navíc vyjmuta všechna tělesa, která neobsahuje katalog WISE, a tudíž není známé albedo.

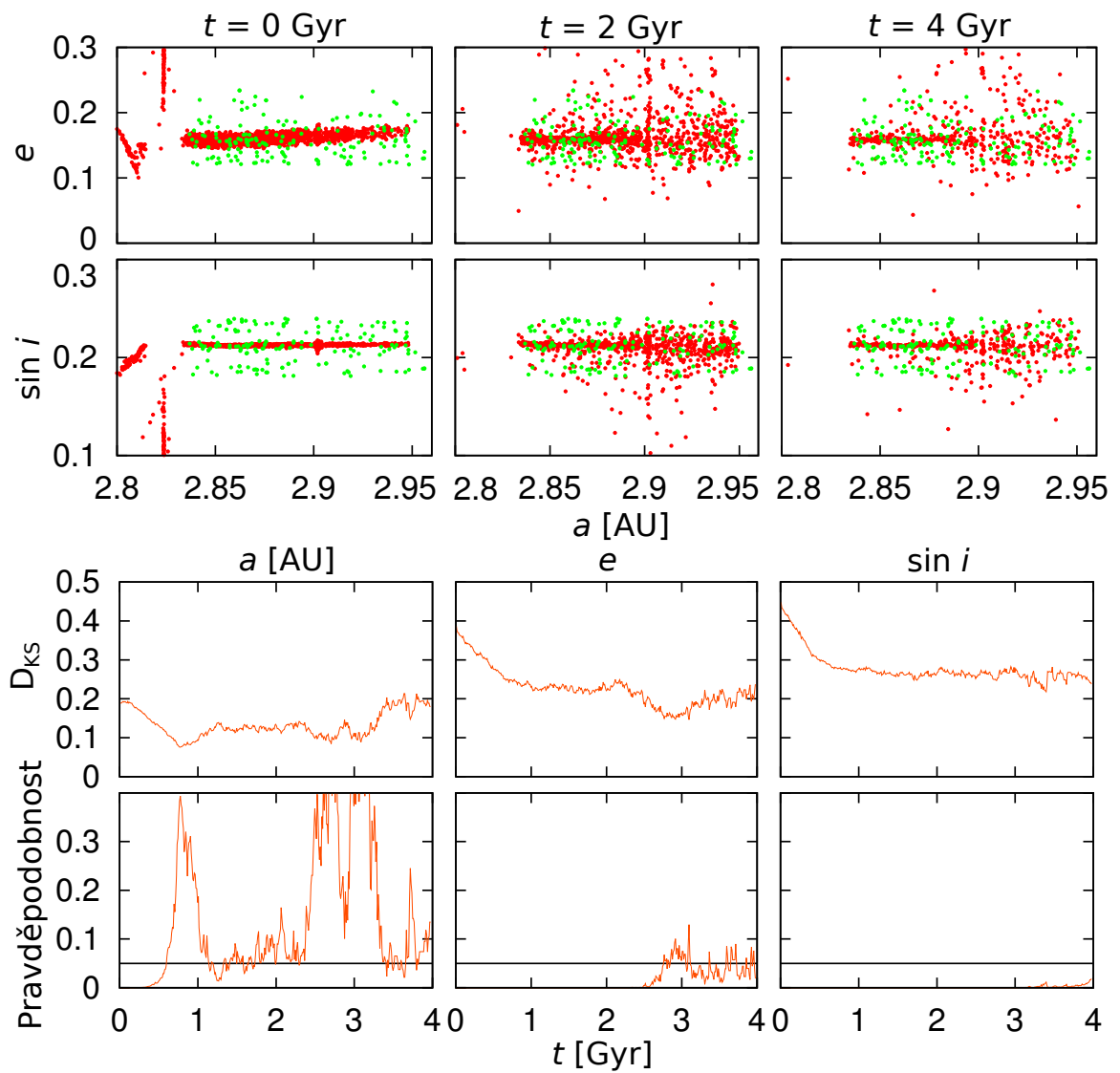
V případě obrázku 3.8 jsme zvolili velikost použitého kvádru odpovídající rozsahu vlastních elementů těles nalezených hierarchickou shlukovací metodou, konkrétně $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,13$ až $0,17$ a $\sin i_p = 0,2$ až $0,24$. Opět jsme do výběru zahrnuli všechna tělesa s výjimkou těch, která mají v katalogu WISE albedo p_v menší než $0,08$.

Na obrázku 3.9 je totožný kvádr, zde však byla navíc vyjmuta všechna tělesa, která neobsahuje katalog WISE, a tudíž není známé albedo.

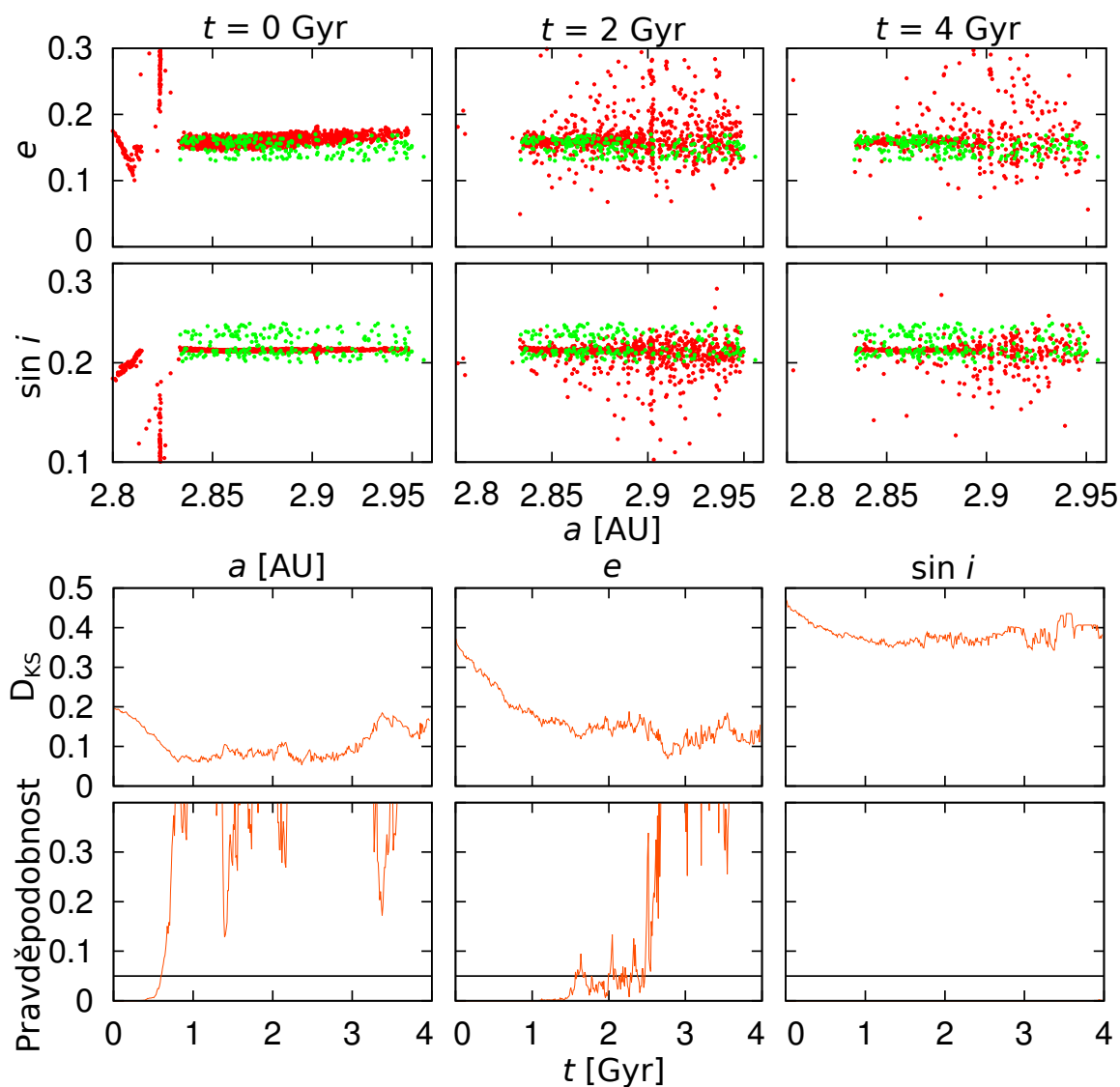
Na obrázku 3.10 jsou členové pozorované rodiny vybráni hierarchickou shlukovací metodou s $v_{\text{cutoff}} = 190 \text{ m} \cdot \text{s}^{-1}$.



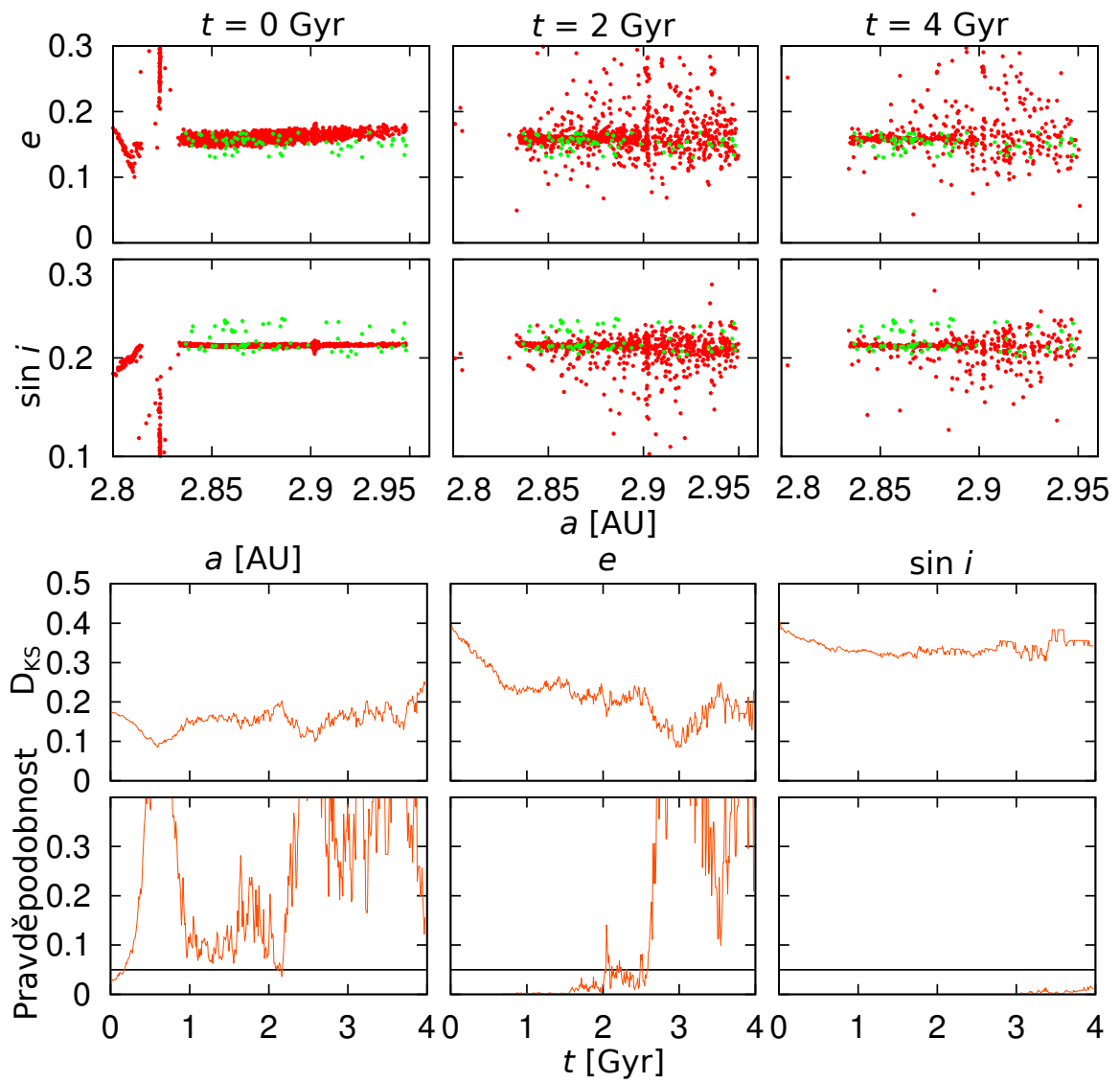
Obrázek 3.6: První obrázek znázorňuje polohy pozorovaných členů rodiny Itha s polohou simulovaných těles ve vlastních elementech v různých časech — konkrétně počátek, po 2 Gyr a po 4 Gyr. Zeleně jsou vyznačena tělesa rodiny. Ta byla zvolena tak, že to jsou všechna tělesa z katalogu AstDyS v kvádru $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,12$ až $0,25$ a $\sin i_p = 0,18$ až $0,24$ s výjimkou těch, která mají v datech WISE geometrické albedo p_v menší než $0,08$. Červěně jsou vyznačena simulovaná tělesa. V horních obrázcích je zobrazena dvojice vlastních elementů velká poloosa a excentricita (a_p, e_p), v dolních velká poloosa a sklon ($a_p, \sin i_p$). Zřetelné je ubývání modelovaných těles v průběhu vývoje, zejména drift ve velké poloose a přítomnost rezonancí středního pohybu s Jupiterem na $a_p = 2,82$ AU (5:2), 2,9 AU (dvojice 17:7 a 12:5) a 2,96 AU (7:3). První a poslední z nich ohraničuje celý „netknutý“ pás. V horní části druhého obrázku je znázorněna hodnota vzdálenosti D_{KS} Kolmogorovova-Smirnovova testu postupně pro vlastní elementy a_p , e_p a $\sin i_p$. V dolní části je vynesena pravděpodobnost, s jakou je možné potvrdit platnost nulové hypotézy, čarou je oddělena zvolená hladina 0,05.



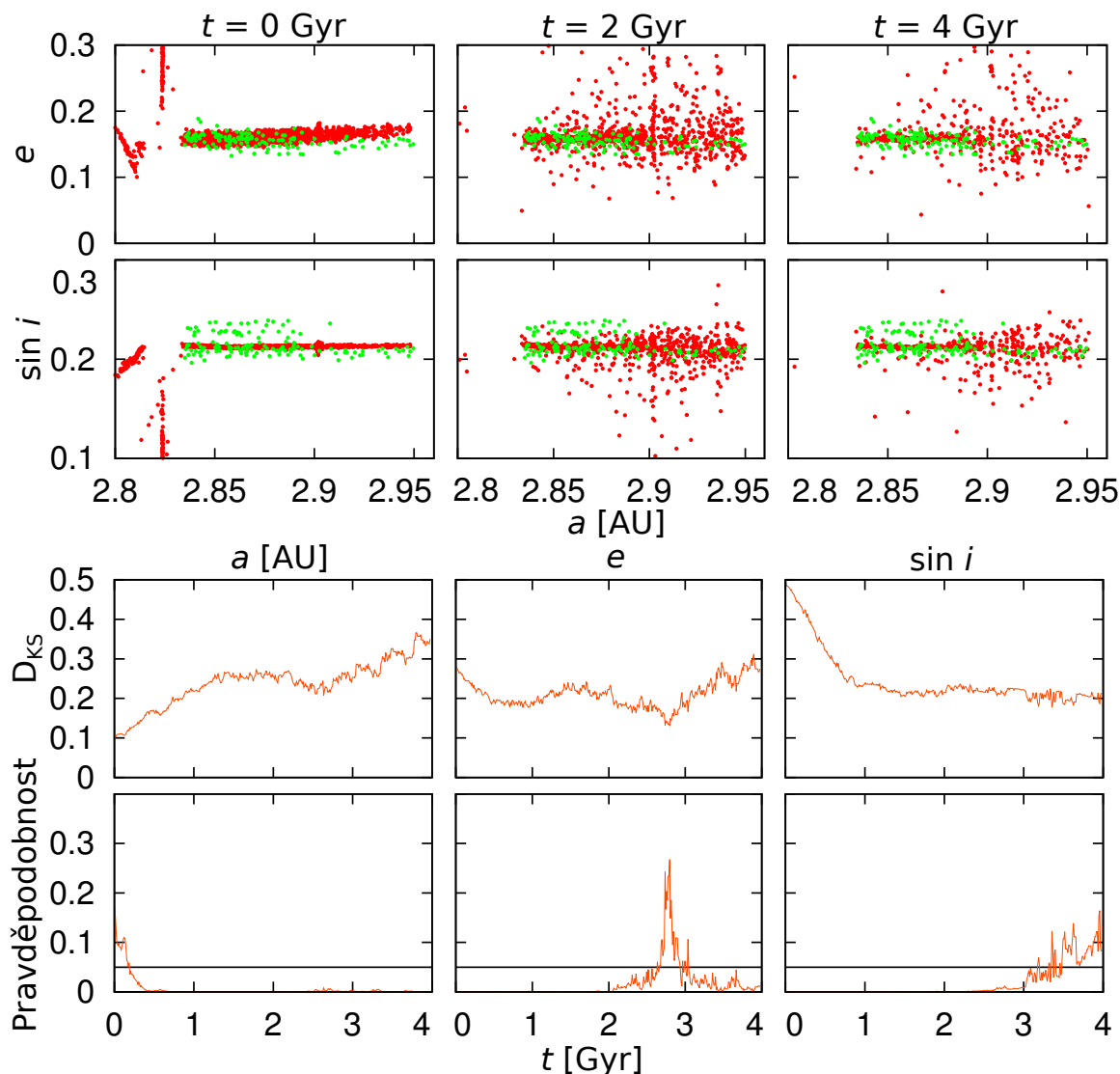
Obrázek 3.7: Tento obrázek se od obrázku 3.6 liší tím, že obsahuje pouze tělesa obsažená v katalogu WISE.



Obrázek 3.8: Tento případ je podobný obrázku 3.6. Liší se tím, že je pro výběr těles rodiny použit menší kvádr, odpovídající rozsahu vlastních elementů členů rodiny nalezených hierarchickou shlukovací metodou, konkrétně $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,13$ až $0,17$ a $\sin i_p = 0,2$ až $0,24$.



Obrázek 3.9: V tomto případě jsme použili stejný kvádr jako v případě 3.8, ale vynechali jsme všechna tělesa neobsažená v katalogu WISE. Vše ostatní viz obrázek 3.6.



Obrázek 3.10: V tomto případě jsme použili členy rodiny nalezené hierarchickou shlukovací metodou z těles katalogu AstDyS. Vše ostatní viz obrázek 3.6.

Na horních obrázcích je během vývoje jasně patrná přítomnost rezonancí středního pohybu s Jupiterem na $a_p = 2,82$ AU (5:2), 2,9 AU (dvojice 17:7 a 12:5) a 2,96 AU (7:3). Zejména tyto rezonance spolu s Jarkovského/YORP jevem jsou zodpovědné za úbytek většiny těles během vývoje — z počátečních 3150 jich po 4 Gyr zbylo 484. Zřetelný je také drift v excentricitách (k větším hodnotám) a ve sklonu (k nižším hodnotám).

Hodnota D_{KS} pro velkou poloosu se pro všechny případy s výjimkou těles vybraných HCM v čase příliš nemění, zůstává mezi hodnotami 0,05 a 0,25. Stejně tak pravděpodobost zamítnutí nulové hypotézy (dále jen „pravděpodobnost“) je ve všech případech (s malými výjimkami v případě vyloučení těles bez známého albeda) od času 0,5 až 1 Gyr vyšší než zvolená hladina 0,05. Tudíž je toto možné interpretovat jako indicii, že je rodina stará minimálně ~ 1 Gyr.

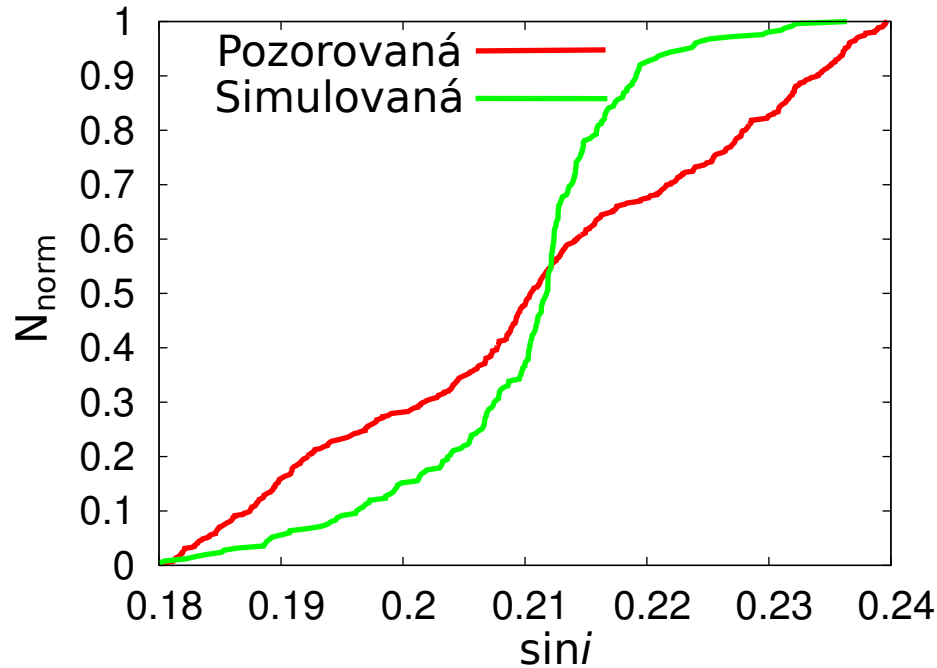
D_{KS} pro excentricitu po většinu vývoje mírně klesá, s minimem u ~ 3 Gyr a poté stagnuje, opět s výjimkou případu HCM, kde je přibližně konstantní po celou dobu, ale i

zde je minimum u ~ 3 Gyr. V případě většího boxu je pravděpodobnost vyšší než 0,05 od ~ 3 Gyr, v případě menšího boxu již od $\sim 2,5$ Gyr, stejně tak i pro případ těles vybraných HCM (tam ale posléze opět klesá). Tato sobrá shoda všech případů indikuje stáří $\gtrsim 2,5$ Gyr.

V případě sklonu nebyly nikdy (s výjimkou HCM) hodnoty pravděpodobnost vyšší než 0,05, takže shoda rozdělení velikostí sklonu simulovaných a pozorovaných těles je zamítnuta. Toto je způsobeno nevhodně zvolenou počáteční geometrií simulace: pravá anomálie $f = 90^\circ$ a argument pericentra $\omega = 0^\circ$. Na základě toho se podle jedné z Gaussových rovnic (Brož – Šolc)

$$\frac{dI}{dt} \sim \cos(\omega + f) \quad (3.5)$$

mění sklon v čase v případě $\cos(\omega + f) \rightarrow 0$ velmi málo. Důsledek pomalého vývoje sklonu je ilustrován na obrázku 3.11.



Obrázek 3.11: Normované kumulativní rozdělení vlastních sklonů pozorovaných a simulovaných těles rodiny Itha po vývoji po dobu 2 Gyr. Jedná se o případ většího kvádru (obrázek 3.6). Je patrné, že sklony většiny simulovaných těles zůstávají blízké počáteční hodnotě kolem $\sim 0,21$.

Hypotézu, že je neshoda u sklonu způsobena nastavením počáteční geometrie, jsme ověřili spuštěním další integrace s nastavením $f = 90^\circ$ a $\omega = 90^\circ$. Tuto simulaci jsme použili pouze pro výpočet sklonu krátce po počátku vývoje. Skutečně, po 6 Myr je D_{KS} sklonu 0,23 a pravděpodobnost 0,15, tedy nad hladinou 0,05.

#preferovat hcm/box?

3.4.4 Orbitální vývoj rodiny Fringilla

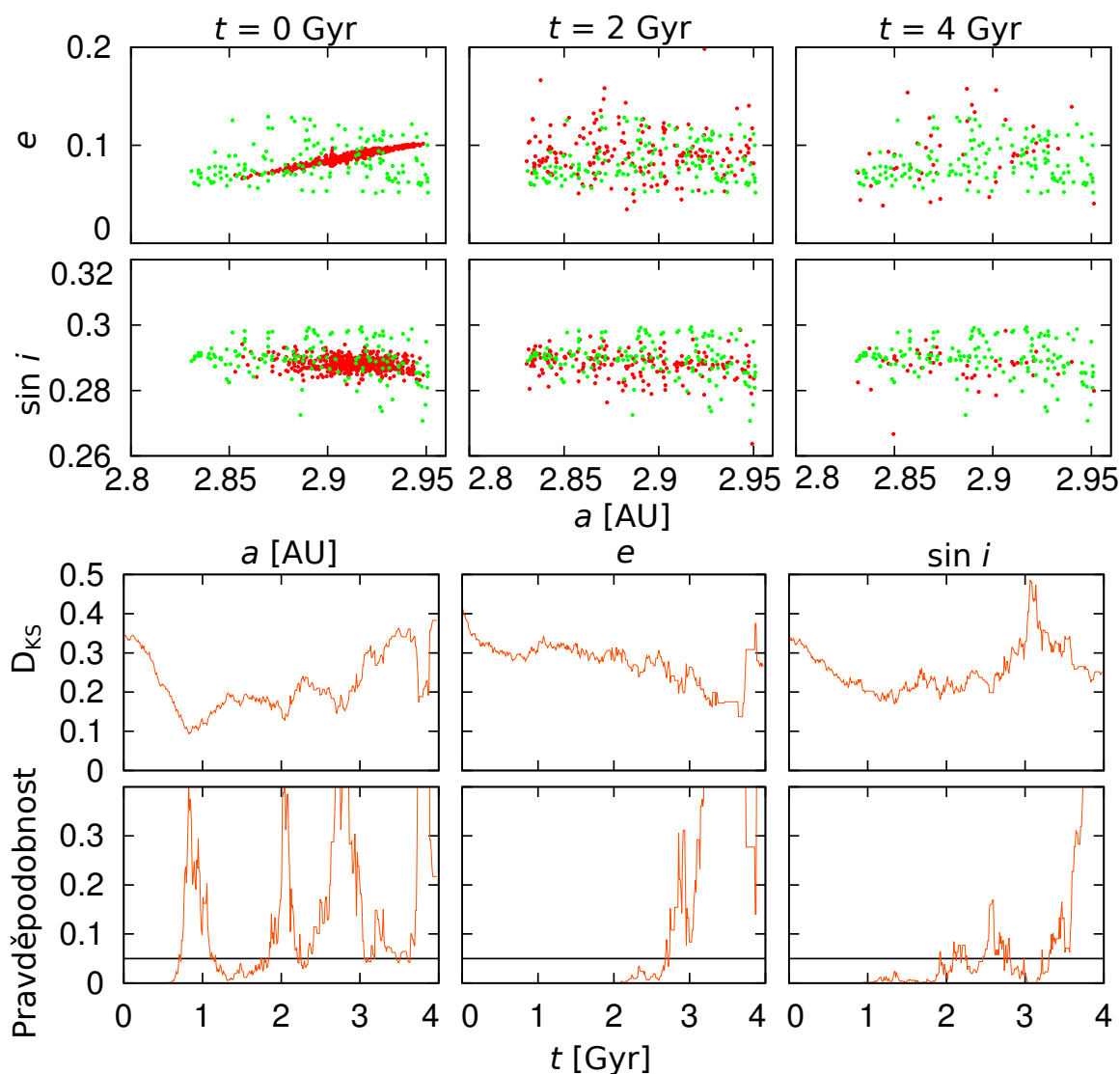
V prvním případě (obrázek 3.12) jsme zvolili velikost použitého kvádrů co největší tak, aby do něj nezasahovala žádná další rodina, konkrétně kvádr $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,05$ až $0,13$ a $\sin i_p = 0,27$ až $0,3$. Do výběru jsme zahrnuli všechna tělesa s výjimkou těch, která mají v katalogu WISE albedo p_v větší než $0,08$.

V případě obrázku 3.13 je totožný kvádr, zde však byla navíc vyjmuta všechna tělesa, u nichž není známé albedo, protože nejsou obsaženy v katalogu WISE.

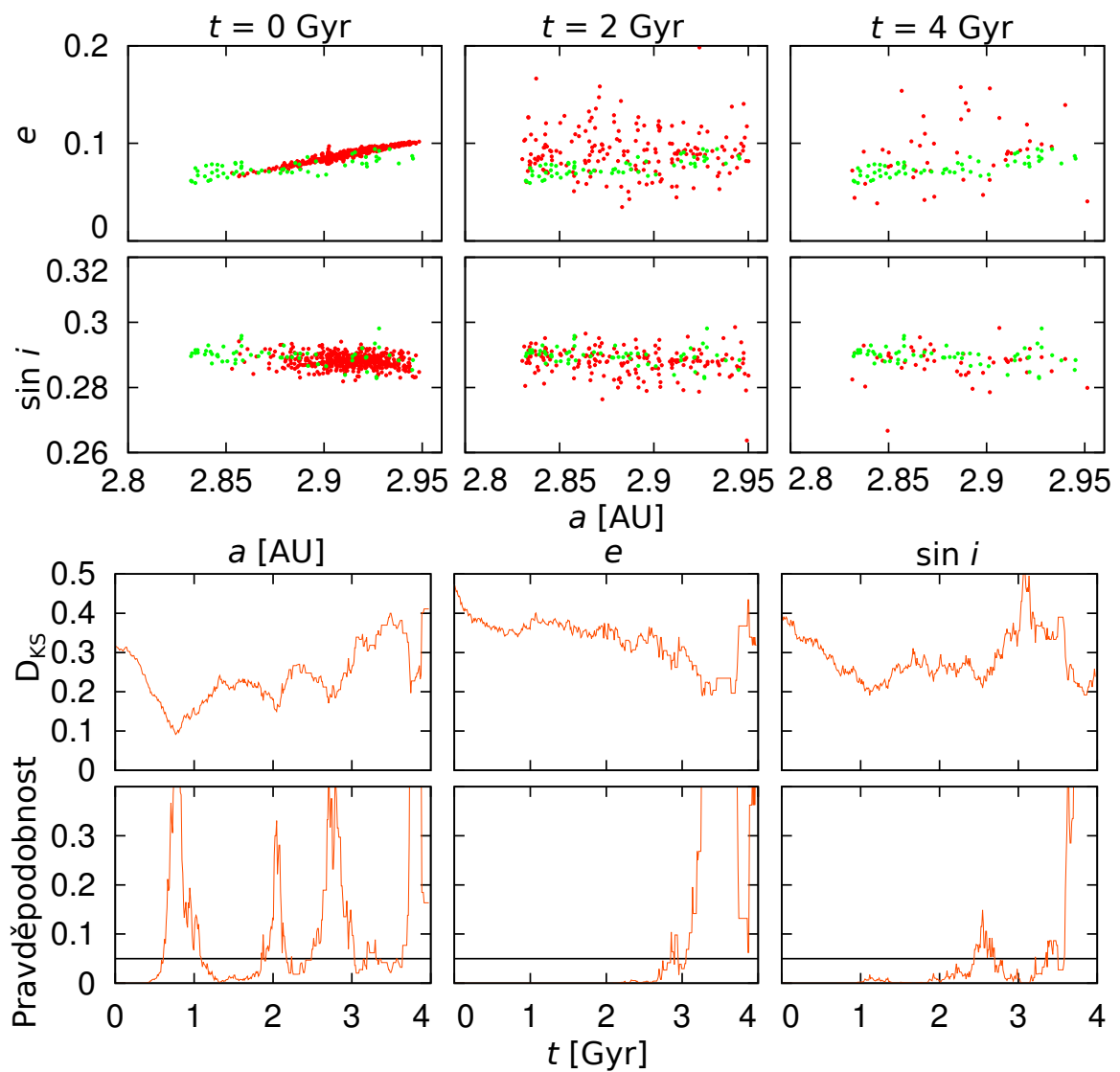
Na obrázku 3.14 jsme zvolili velikost použitého kvádrů odpovídající rozsahu vlastních elementů těles nalezených hierarchickou shlukovací metodou, konkrétně $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,06$ až $0,095$ a $\sin i_p = 0,28$ až $0,3$. Opět jsme do výběru zahrnuli všechna tělesa s výjimkou těch, která mají v katalogu WISE albedo p_v větší než $0,08$.

V dalším obrázku 3.15 je totožný kvádr, zde však byla navíc opět vyjmuta všechna tělesa, která neobsahuje katalog WISE.

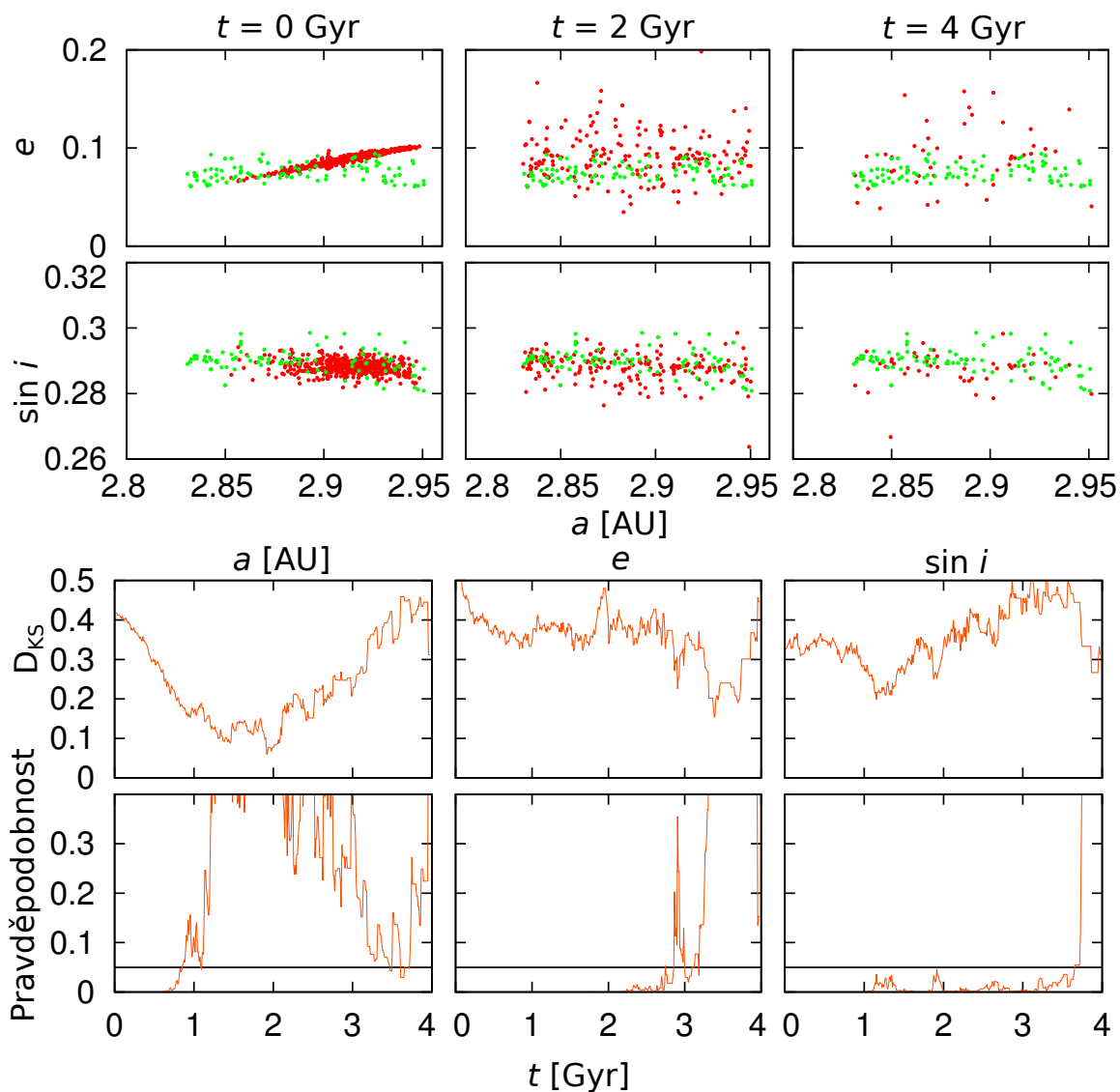
Na obrázku 3.16 jsou členové pozorované rodiny vybráni hierarchickou shlukovací metodou s $v_{\text{cutoff}} = 140 \text{ m} \cdot \text{s}^{-1}$.



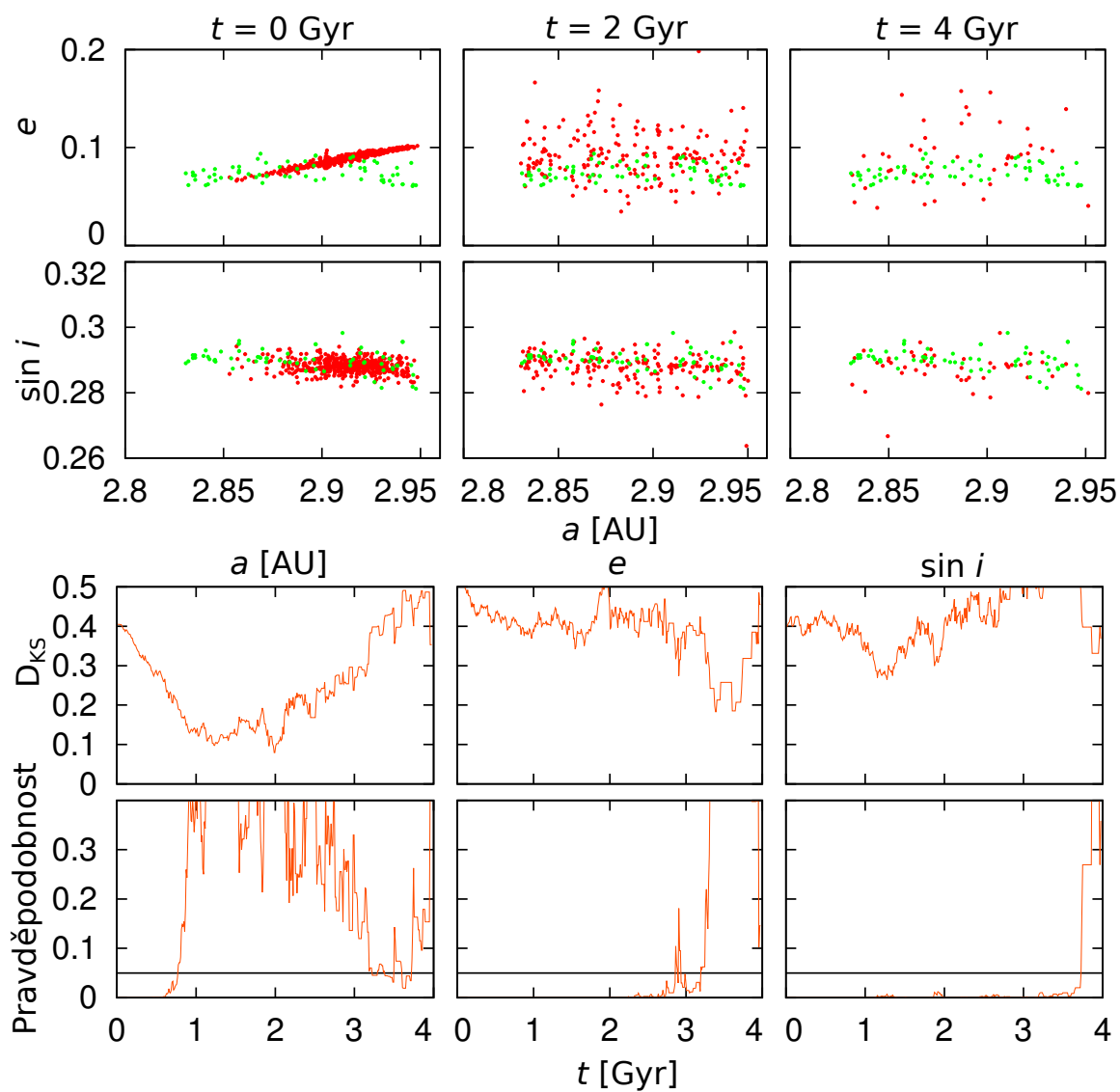
Obrázek 3.12: První obrázek znázorňuje polohy pozorovaných členů rodiny Fringilla s polohou simulovaných těles ve vlastních elementech v různých časech — konkrétně počátek, po 2 Gyr a po 4 Gyr. Zeleně jsou vyznačena tělesa rodiny. Ta byla zvolena tak, že to jsou všechna tělesa z katalogu AstDyS v kvádru $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,05$ až $0,13$ a $\sin i_p = 0,27$ až $0,3$ s výjimkou těch, která mají v datech WISE geometrické albedo p_v větší než $0,08$. V horních obrázcích je zobrazena dvojice vlastních elementů velká poloosa a excentricita (a_p, e_p), v dolních velká poloosa a sklon ($a_p, \sin i_p$). Zřetelné je ubývání modelovaných těles v průběhu vývoje, zejména drift ve velké poloose a přítomnost rezonancí středního pohybu s Jupiterem na $a_p = 2,82$ AU (5:2), 2,9 AU (dvojice 17:7 a 12:5) a 2,96 AU (7:3). První a poslední z nich ohraničuje celý „netknutý“ pás. V horní části druhého obrázku je znázorněna hodnota vzdálenosti D_{KS} Kolmogorovova-Smirnovova testu postupně pro vlastní elementy a_p, e_p a $\sin i_p$. V dolní části je vynesena pravděpodobnost, s jakou je možné potvrdit platnost nulové hypotézy, čarou je oddělena zvolená hladina $0,05$.



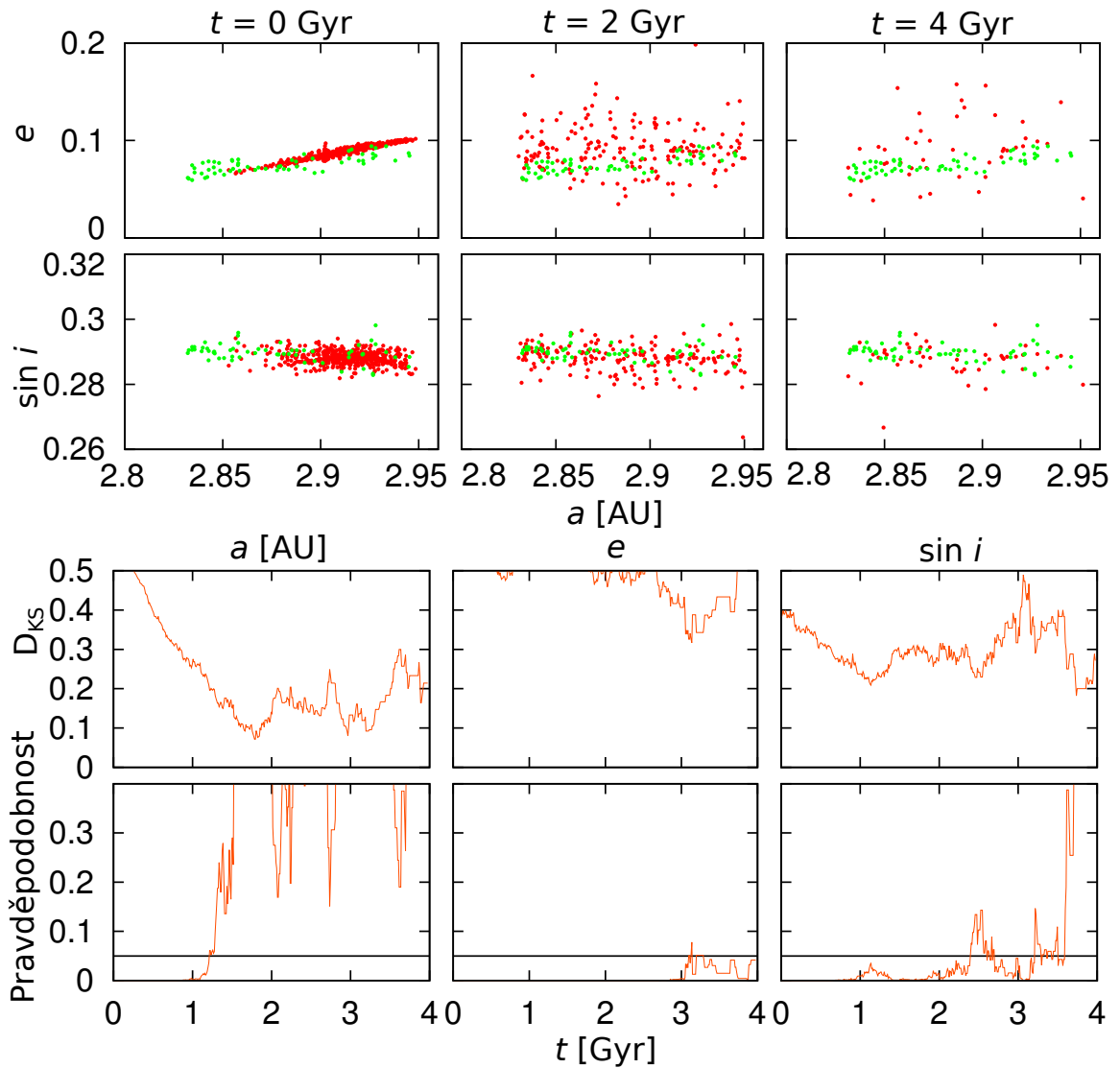
Obrázek 3.13: Tento obrázek se od obrázku 3.12 liší tím, že obsahuje pouze tělesa obsažená v katalogu WISE.



Obrázek 3.14: Tento případ je podobný obrázku 3.12. Liší se tím, že je pro výběr těles rodiny použit menší kvádr, odpovídající rozsahu vlastních elementů členů rodiny nalezených hierarchickou shlukovací metodou, konkrétně $a_p = 2,824$ až $2,957$ AU, $e_p = 0,06$ až $0,095$ a $\sin i_p = 0,28$ až $0,3$.



Obrázek 3.15: V tomto případě jsme použili stejný kvádr jako v případě 3.14, ale vynechali jsme všechna tělesa neobsažená v katalogu WISE. Vše ostatní viz obrázek 3.12.



Obrázek 3.16: V tomto případě jsme použili členy rodiny nalezené hierarchickou shlukovací metodou z těles katalogu AstDyS. Vše ostatní viz obrázek 3.12.

Na horních obrázcích je během vývoje, stejně jako v případě rodiny Itha, patrná přítomnost rezonancí středního pohybu s Jupiterem na $a_p = 2,82$ AU (5:2), 2,9 AU (dvojice 17:7 a 12:5) a 2,96 AU (7:3), v tomto případě na obrázku méně zřetelná kvůli menšímu počtu těles v simulaci. Zejména tyto rezonance spolu s Jarkovského/YORP jevem jsou zodpovědné za úbytek většiny těles během vývoje — z počátečních 600 jich po 4 Gyr zbylo jen 49. Zřetelný je také drift v excentricitách k větším hodnotám.

D_{KS} pro velkou poloosu v případě většího kvádru nejprve klesá a poté pomalu roste, v případě menšího kvádru po velkém poklesu opět výrazně roste a u těles nalezených HCM po poklesu stagnuje. Pravděpodobnost po nárůstu nad hladinu 0,05 po 0,5 až 1 Gyr výrazně fluktuuje.

#Jak toto interpretovat?

Hodnota D_{KS} pro excentricitu ve všech případech po většinu vývoje stagnuje, po ~ 3 Gyr výrazně roste. Pravděpodobnost prudce narůstá a překročí 0,05 (s výjimkou těles

nalezených HCM, tam zůstává stále nízká) po ~ 3 Gyr. Toto dobře indikuje stáří rodiny $\gtrsim 3$ Gyr.

D_{KS} sklonu ve všech případech stagnuje. Pravděpodobnost se ve všech případech nad zvolenou hladinu 0,05 prudce zvýší po $\sim 3,5$ Gyr, což ukazuje na stáří rodiny $\gtrsim 3,5$ Gyr.

#preferovat hcm/box?

3.4.5 Orbitální vývoj rodiny 15477

Kapitola 4

Simulace kolizního vývoje

Pro nezávislé určení stáří rodin jsme simulovali jejich kolizní vývoj. Pomocí programu Boulder (Morbidelli et al. (2009)) jsme modelovali vývoj kumulativního rozdělení velikosti těles. Jako počáteční rozdělení jsme použili výsledky hydrodynamických modelů rozpadu (Durda et al. 2007), jak bylo vysvětleno v kapitole 2.3.

4.1 Program Boulder

Program Boulder (Morbidelli et al. (2009)) se používá pro modelování kolizního vývoje těles. Program využívá Monte-Carlo metodu pro výpočet počtu a pravděpodobnosti srážek mezi tělesy. Modeluje vývoj rozdělení velikostí více populací těles. Při srážkách dochází k rozpadům těles s určitou vlastní pravděpodobnost srážky a vzájemnou rychlostí. Program využívá škálovací zákony — vztah mezi specifickou energií potřebnou k rozptýlení poloviny mateřského tělesa Q_D^* a jeho velikostí D (Benz – Asphaug (1999)). Také jsou v něm obsaženy relace: velikost největšího zbytku $M_{LR}(Q/Q_D^*)$, největšího fragmentu $M_{LF}(Q/Q_D^*)$ a sklonu rozdělení $q(Q/Q_D^*)$ ke specifické energii srážky.

Program funguje následujícím způsobem: distribuce těles ve velkých poloosách se rozdělí na soustředné pásy, ve kterých je populace těles reprezentována hmotnostním rozdělením. To je rozděleno na dynamicky se vyvíjející biny. V každém z binů je zaznamenáván počet těles, jejich celková hmotnost a střední excentricita a sklon. Všechny tyto veličiny se vyvíjejí na základě modelů srážek a vzájemné dynamické interakce.

V každém kroku jsou provedeny tyto operace:

- výpočet relativní rychlosti srážky a vlastní pravděpodobnosti vzájemných srážek pro všechny páry binů a pásů,
- poté je na základě gravitační fokusace vypočten celkový počet kolizí,
- na základě hydrodynamických modelů je vypočtena hmotnost největšího pozůstatku M_{LR} , největšího fragmentu M_{LF} a sklon rozdělení fragmentů,
- největší zbytek a fragmenty jsou rozděleny do hmotnostních binů a je aktualizována celková hmotnost a počet těles v jednotlivých binech,
- spočte se evoluce excentricity a sklonu

- a nakonec jsou předefinovány biny.

4.1.1 Nastavení programu

Při srážkách dochází k rozpadům těles, vlastní pravděpodobnost srážky v hlavním pásu je $P_i = 3,1 \cdot 10^{-18} \text{ km}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ při rychlosti $v_{\text{imp}} = 5,28 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ (Dahlgren (1998)), to je obsaženo v souboru `collprob.dat`. Dále se v souboru `param.dat` zadává počáteční čas, časový krok a konečný čas. Soubor `phys_par.dat` (tabulka 4.1) obsahuje škálovací zákon (Benz – Asphaug 1999):

$$Q_{\text{D}}^* = \frac{1}{q_{\text{fact}}} (Q_0 r^a + B \rho r^b), \quad (4.1)$$

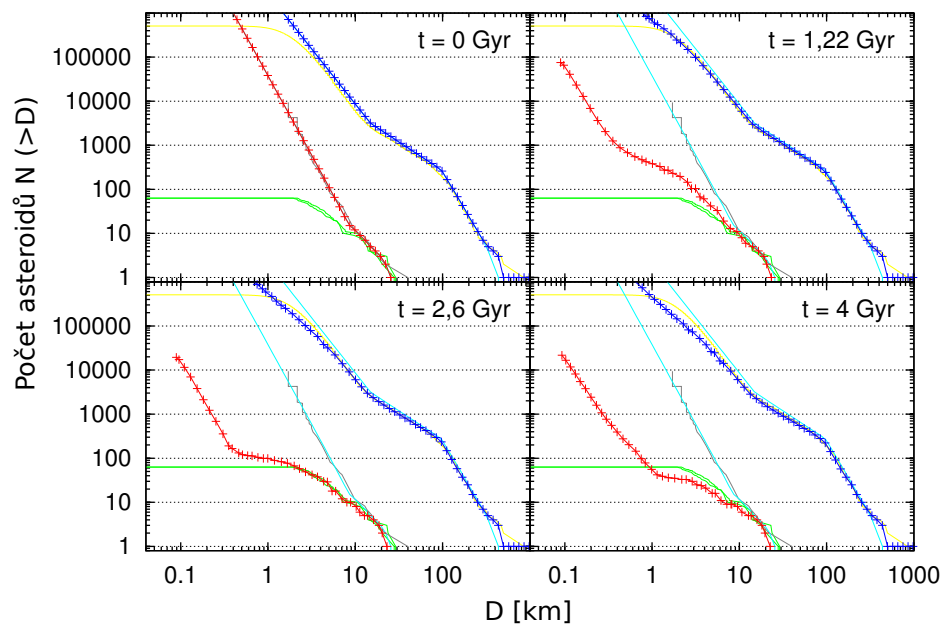
kde Q_{D}^* je specifická energie potřebná k rozptýlení poloviny mateřského tělesa, q_{fact} (`dividing factor`), Q_0 [`erg · g`] (`Q0`) a B [`erg · g`] (`B`) jsou normalizační parametry. a (`a`) a b (`b`) popisují sklon mocninné závislosti a ρ (`rho`) je hustota v $\text{g} \cdot \text{cm}^{-3}$. V souboru `gen_ic.in` se zadává počet populací, tedy v našem případě dvě — celý pás asteroidů a zkoumaná rodina.

Tabulka 4.1: Obsah souboru `phys_par.in`

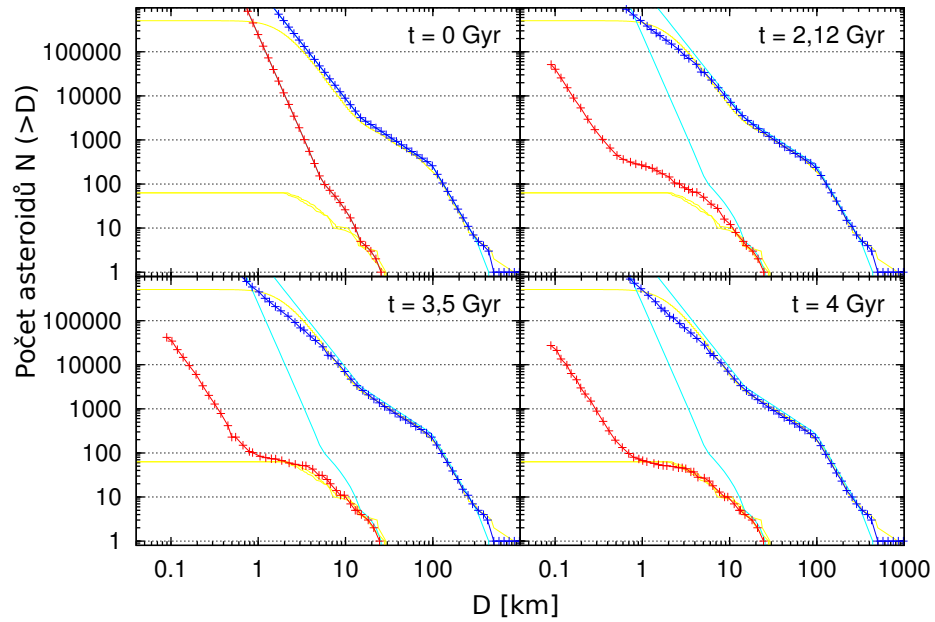
<code>rho</code>	<code>Q0</code>	<code>a</code>	<code>B</code>	<code>b</code>	<code>dividing factor</code>
------------------	-----------------	----------------	----------------	----------------	------------------------------

4.2 Kolizní vývoj rodiny Itha

Jako počáteční kumulativní rozdělení velikostí těles jsme použili výsledky hydrodynamických simulací rozpadu (Durda et al. 2007), viz obrázek 2.8.



Obrázek 4.1: Kolizní vývoj kumulativního rozdělení těles modelovaný programem Boulder. Žlutě jsou vyznačena pozorovaná rozdělení všech těles hlavního pásu, zeleně pak pozorované rozdělení členů rodiny Itha. Modře je vyznačen vývoj rozdělení těles celého hlavního pásu asteroidů a červený je vývoj rozdělení členů rodiny Itha. Počáteční rozdělení rodiny Itha je vybráno z hydrodynamických modelů rozpadů asteroidů (Durda et al. 2007) v kapitole 2.3. V tomto případě se jedná o rychlost srážky 5 km/s, úhel 30° a rozměr mateřského tělesa 80 km. Modelován byl vývoj po dobu 4 Gyr. Na obrázcích je znázorněna situace na počátku vývoje, po 1,22 Gyr, po 2,6 Gyr a po 4 Gyr. V čase $t = 1,22$ Gyr se pozorované rozdělení v rozsahu velikostí těles $D > 4$ km na základě optimalizace χ^2 nejlépe shoduje s modelovaným.



Obrázek 4.2: Kolizní vývoj kumulativního rozdělení těles modelovaný programem Boulder. Popis viz obrázek 4.1. V tomto případě se jedná o rychlost srážky 6 km/s, úhel 45° a rozměr mateřského tělesa 100 km. Modelován byl vývoj po dobu 4 Gyr. Na obrázcích je znázorněna situace na počátku vývoje, po 2,12 Gyr, po 3,5 Gyr a po 4 Gyr. V čase $t = 2,12$ Gyr se pozorované rozdělení v rozsahu velikostí těles $D > 4$ km na základě optimalizace χ^2 nejlépe shoduje s modelovaným.

4.3 Kolizní vývoj rodiny *Fringilla*

4.4 Kolizní vývoj rodiny

Kapitola 5

Diskuse velkého pozdního bombardování

Závěr

Literatura

- AstOrb. <ftp://ftp.lowell.edu/pub/elgb/astorb.html>, 2013. [Online; accessed on 28-12-2013].
- Benz, W. – Asphaug, E. Catastrophic Disruptions Revisited. *Icarus*. November 1999, 142, s. 5–20. doi: 10.1006/icar.1999.6204.
- Bottke, W. F. et al. Can planetesimals left over from terrestrial planet formation produce the lunar Late Heavy Bombardment? *Icarus*. September 2007, 190, s. 203–223. doi: 10.1016/j.icarus.2007.02.010.
- Brož, M. – Šolc, M. *Fyzika sluneční soustavy*.
- Brož, M. et al. Did the Hilda collisional family form during the late heavy bombardment? *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. July 2011, 414, s. 2716–2727. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18587.x.
- Brož, M. et al. Constraining the cometary flux through the asteroid belt during the late heavy bombardment. *Astronomy and Astrophysics*. March 2013, 551:A117. doi: 10.1051/0004-6361/201219296.
- Cohen, B. A. – Swindle, T. D. – Kring, D. A. Support for the Lunar Cataclysm Hypothesis from Lunar Meteorite Impact Melt Ages. *Science*. December 2000, 290, s. 1754–1756. doi: 10.1126/science.290.5497.1754.
- Dahlgren, M. A study of Hilda asteroids. III. Collision velocities and collision frequencies of Hilda asteroids. *Astronomy and Astrophysics*. August 1998, 336, s. 1056–1064.
- Durda, D. D. et al. Size-frequency distributions of fragments from SPH/N-body simulations of asteroid impacts: Comparison with observed asteroid families. *Icarus*. February 2007, 186, s. 498–516. doi: 10.1016/j.icarus.2006.09.013.
- Farinella, P. – Vokrouhlický, D. – Hartmann, W. K. Meteorite Delivery via Yarkovsky Orbital Drift. *Icarus*. April 1998, 132, s. 378–387. doi: 10.1006/icar.1997.5872.
- Gomes, R. et al. Origin of the cataclysmic Late Heavy Bombardment period of the terrestrial planets. *Nature*. May 2005, 435, s. 466–469. doi: 10.1038/nature03676.
- Hartmann, W. K. et al. *The Time-Dependent Intense Bombardment of the Primordial Earth/Moon System*, s. 493–512. 2000.

- Hartmann, W. K. – Quantin, C. – Mangold, N. Possible long-term decline in impact rates. 2. Lunar impact-melt data regarding impact history. *Icarus*. January 2007, 186, s. 11–23. doi: 10.1016/j.icarus.2006.09.009.
- Hirayama, K. Groups of asteroids probably of common origin. *Astronomical Journal*. October 1918, 31, s. 185–188. doi: 10.1086/104299.
- Knezevic, Z. – Milani, A. Asteroids Dynamic Site-AstDyS. In *IAU Joint Discussion*, 7 / *IAU Joint Discussion*, s. 18P, August 2012.
- Levison, H. F. – Duncan, M. J. The long-term dynamical behavior of short-period comets. *Icarus*. March 1994, 108, s. 18–36. doi: 10.1006/icar.1994.1039.
- Levison, H. F. – Duncan, M. J. SWIFT: A solar system integration software package, March 2013. Astrophysics Source Code Library.
- Masiero, J. R. et al. Asteroid Family Identification Using the Hierarchical Clustering Method and WISE/NEOWISE Physical Properties. *The Astrophysical Journal*.
- Masiero, J. R. et al. Main Belt Asteroids with WISE/NEOWISE. I. Preliminary Albedos and Diameters. *The Astrophysical Journal*. November 2011, 741:68. doi: 10.1088/0004-637X/741/2/68.
- Moons, M. – Morbidelli, A. Secular resonances inside mean-motion commensurabilities: the 4/1, 3/1, 5/2 and 7/3 cases. *Icarus*. April 1995, 114, s. 33–50. doi: 10.1006/icar.1995.1041.
- Morbidelli, A. et al. Asteroids were born big. *Icarus*. December 2009, 204, s. 558–573. doi: 10.1016/j.icarus.2009.07.011.
- Nesvorný, D. Nesvorny HCM Asteroid Families V2.0. *NASA Planetary Data System*. June 2012, 189.
- PRESS, W. H. et al. *Numerical Recipes in FORTRAN; The Art of Scientific Computing*. New York, NY, USA : Cambridge University Press, 2nd edition, 1993. ISBN 0521437164.
- Čapek, D. – Vokrouhlický, D. The YORP effect with finite thermal conductivity. *Icarus*. December 2004, 172, s. 526–536. doi: 10.1016/j.icarus.2004.07.003.
- Šidlichovský, M. – Nesvorný, D. Capture of Dust Grains in Exterior Resonances with Planets. *Earth Moon and Planets*. February 1996, 72, s. 175–178. doi: 10.1007/BF00117515.
- Vokrouhlický, D. Diurnal Yarkovsky effect as a source of mobility of meter-sized asteroidal fragments. I. Linear theory. *Astronomy and Astrophysics*. July 1998, 335, s. 1093–1100.
- Vokrouhlický, D. – Farinella, P. The Yarkovsky Seasonal Effect on Asteroidal Fragments: A Nonlinearized Theory for Spherical Bodies. *The Astrophysical Journal*. December 1999, 118, s. 3049–3060. doi: 10.1086/301138.

Weidenschilling, S. J. Formation of Planetesimals and Accretion of the Terrestrial Planets. *Space Science Reviews*. April 2000, 92, s. 295–310. doi: 10.1023/A:1005259615299.

Zappalà, V. et al. Asteroid families: Search of a 12,487-asteroid sample using two different clustering techniques. *Icarus*. August 1995, 116, s. 291–314. doi: 10.1006/icar.1995.1127.

