Obserwatorium Astronomiczne
Uniwersytet im. Adama Mickiewicza
w Poznaniu

Klasyfikacja populacji małych ciał Układu Słonecznego za pomocą parametrów dynamicznych

Praca magisterska

Szymon Starczewski

Kierownik pracy: dr hab. Tadeusz Jopek

Poznań 2003

Pracę złożono w systemie LaTeX.

Pragnę podziękować
dr hab. Tadeuszowi Jopkowi
za opiekę i wszelką pomoc udzieloną mi
w trakcie pisania niniejszej pracy.

NAUKA
Odwiedzającemu, który twierdził,
że nie musi szukać Prawdy,
ponieważ odnalazł ją w wierzeniach
swojej religii, Mistrz powiedział:
– Znałem studenta,
który nigdy nie został matematykiem,
ponieważ ślepo wierzył odpowiedziom
podanym na końcu podręcznika...
a odpowiedzi – jak na ironię –
były prawidłowe.

Anthony de Mello SI

Spis treści

Spis rysunków

Spis tablic

Abstract

The classification of the interplanetary objects in the Solar System by use of dynamical parameters.

Differences in the nature and origin of comets and asteroid are beyond all doubt. In this paper dynamical discrimination between these two populations is discussed. Various criteria are considered as a means of discriminating between the asteroidal and cometary type of orbits. The aim of this paper was to test these criteria, how they behave within the space of thousands years of dynamical evolution of these objects. Whipple criterion $K = 0$ (Whiple 1954), Kresak criterion $Pe = 2.5$ (Kresak 1967), Tisserand invariant $T_j = 0.58$ and aphelion distance $Q = 4.6$ AU were chosen to be tested. The NEAs and comets were chosen as objects on which this test was made. There were 2225 NEAs and 408 comets. The dynamical evolution of these bodies was simulated by use of two general-purpose software packages for doing N-body integrations: SWIFT and MERCURY. Regularized Mixed Variable Symplectic (RMVS) method (included in SWIFT package) was used to integrate NEAs. Comets were integrated by means of Everhart's algorithm RA15 (RADAU) included in MERCURY package.

These objects were integrated over forty thousands years. The criteria were tested by analyzing over the time of integrations number of objects which didn't fulfill particular criteria. It appears that criterion Q shows the fewest number of exceptions and this criterion reveals the best stability among the criteria considered. In this test criterion K shows the worst behavior. The results of integrations are shown on semi-major axis/eccentricity diagrams. The a-e diagram allows to show the functions related to the shape and size of orbit, such as the criteria considered. On these diagrams particular objects (NEAs and comets) are shown and also all criteria (in the form of dividing line between these two populations).

In this paper the problem of discrimination between cometary and asteroidal meteors was also brought up. In this end, two catalogs of meteor's orbital elements were considered. One of them contained orbital elements obtained from radio-observations, while the second one from photographic observations. All criteria mentioned are used to discriminate between cometary and asteroidal meteors. There are also constructed a-e diagrams for both groups of meteors. It appears

that among the radio-observed meteors the majority of them have asteroidal origin (criterion Q shows the biggest percentage of asteroidal meteors among all criteria). Among the photographic observed meteors there are more cometary meteors but not to many (according to the Q criterion, there are only a few percent more cometary meteors than asteoridal). There is also discussed in details interesting case of the Geminids meteor stream (visible on a-e diagram), and its parent asteroid 3200 Phaethon.

At the end of this paper some suggestions about further research in this field, are given: e.g. what other effects are worth taking into account, what could be done to improve the method and to make the results more reliable.

Wstęp

Rodzaj ludzki niepodzielnie panuje na Ziemi od tysięcy lat. Jest to możliwe tylko dlatego, że nie ma innego gatunku, który byłby bardziej rozwinięty od nas i mógłby nam w jakiś sposób zagrozić. Sytuację tę zawdzięczamy wypadkowi, który zdarzył się około 65 milionów lat temu. Chodzi tu oczywiście o wyginięcie dinozaurów, jak się powszechnie już dzisiaj uważa, spowodowane uderzeniem w Ziemię obiektu o rozmiarach większych niż 10 km. Wyginięcie dinozaurów pozwoliło zaistnieć ssakom na scenie ewolucji a więc i nam - ludziom. Jednakże katastrofa, która spotkała dinozaury może spotkać również nas. Ponad 2 tysiące (znanych) małych ciał Układu Słonecznego (obiektów NEO) porusze się po trajektoriach przebiegajacych w przestrzeni w pobliżu Ziemi. Obiekty te zostały zakwalifikowane jako potencjalnie niebezpieczne i dlatego, na dzień dzisiejszy działa wiele programów obserwacyjnych mających na celu wykrywanie jak i śledzenie ruchu tych obiektów.

Nasza wiedza na temat małych ciał Układu Słonecznego ciągle się powiększa. Odkrywa się cały czas nowe obiekty, jak i szczegółowo bada pod różnymi aspektami te już znane. Kluczowym elementem tych badań jest analiza dynamiki tych obiektów. Ze względu na ich liczebność i złożoność całego systemu, dynamiczna ewolucja małych ciał jest trudna do modelowania. Astronomowie nie zaprzestają poszukiwań nowych sposobów pozwalających jak najwierniej i najdokładniej badać ewolucję małych ciał Układu Słonecznego.

W niniejszej pracy podejmowany jest problem klasyfikacji małych ciał Układu Słonecznego pod względem dynamicznym. Mowa jest tu o podziale tej populacji na planetoidy i komety za pomocą ich parametrów dynamicznych. Od lat stosuje się pewne kryteria pozwalające w łatwy sposób rozdzielić te dwie populacje. Celem pracy jest zbadanie użyteczności właśnie tych kryteriów i sprawdzenie jak wpływa na ich skuteczność ewolucja dynamiczna populacji komet i plenetoid. Dodatkowo za pomocą tych kryteriów poddno klasyfikacji dane orbitalne meteorów w celu ustalenia najbardziej prwdopodobnego ich źródła.

Rozdział pierwszy jest wprowadzeniem do całego zagadnienia. Prezentuje podstawową wiedzę na temat populacji, planetoid komet i meteorów, podstawowe pojęcia i określenia. Prezentuje również niektóre kryteria klasyfikacji dynamicznej NEO i zarys historycznych badań w tym zakresie.

Rozdział drugi omawia zagadnienia związane z całkowaniem numerycznym. Prezentuje używane narzędzia i integratory numeryczne. Zawiera także skrótowy opis zastosowanych w nich metod numerycznych.

W rozdziale trzecim omówiono metodykę testowania kryteriów podziału populacji małych ciał Układu Słonecznego. Omówiona zostaje idea testowania, przedstawione są rodzaje obiektów użytych w tym celu. Zaprezentowane zostają również wyniki tego testowania w postaci odpowiednich tabel i wykresów, które pokazują jak na przestrzeni założonego okresu czasu zachowują się poszczególne kryteria.

Rozdział czwarty dotyczy zagadnienia podziału populacji meteorów. Podział ten dokonany jest za pomocą tych samych kryteriów, o których jest mowa w rozdziale trzecim. Wyniki tego podziału przedstawione są osobno dla meteorów obserwowanych radiowo i fotograficznie.

W rozdziale piątym przedstawione jest podsumowanie całej pracy. Nakreślone są również krótko pewne sugestie tego co warto w przyszłości zrobić w omawianym zagadnieniu, jakie dodatkowe badania można przeprowadzić dla głębszego poznania tematu.

Rozdział 1

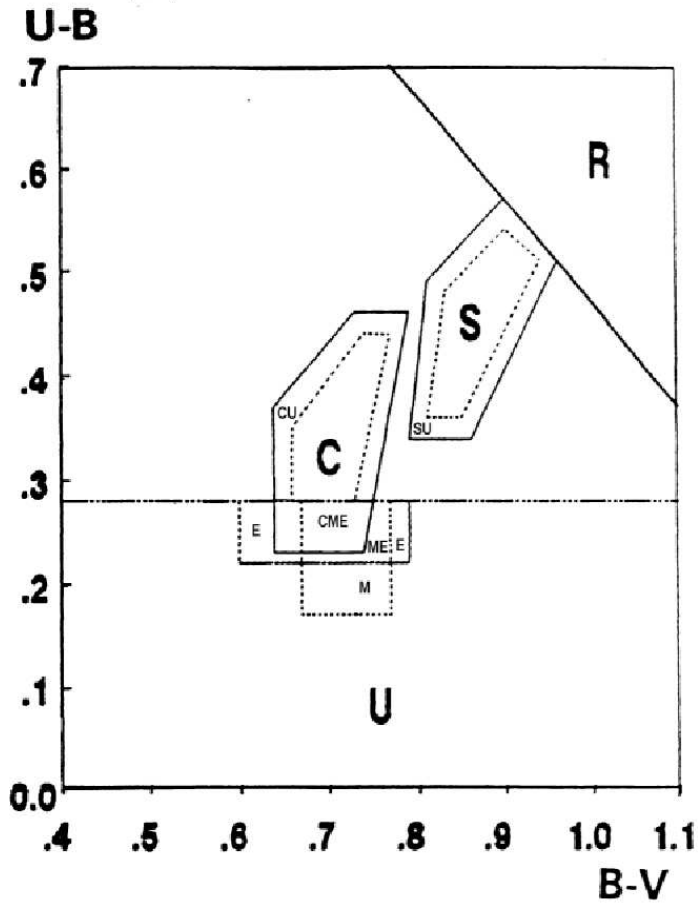
Podstawy zagadnienia

Jak wiadomo oprócz planet i ich księżyców w Układzie Słonecznym znajdują się drobniejsze ciała obiegające Słońce po różnych orbitach. Są to planetoidy (zwane także małymi planetkami), meteoroidy (czyli drobne okruchy materii), komety, z których wiekszość obiega Słońce po bardzo wydłużonych elipsach lub parabolach, oraz gaz i pył wchodzące w skład materii międzyplanetarnej.

1.1 Planetoidy

Pierwszą planetoidą, którą obserwowano była Ceres. Odkrył ją włoski astronom G. Piazzi 1 stycznia 1801 roku w Palermo na Sycylii. Początkowo był przekonany, że obserwował kometę (bez warkocza). Odkryty obiekt okazał się jednak krążyć po orbicie niewiele różniącej się od okręgu w odległości 2.77 AU od Słońca.

Kiedy liczba odkrywanych planetoid wzrosła zaczęto klasyfikować je na podstawie różnych właściwości. Wprowadzono zarówno klasyfikacje ze względu na właściwości dynamiczne jak i fizyczne. Pierwsze próby klasyfikacji polegały na nakreślaniu punktów na wykresie wskaźników barwy (U-B względem B-V). Zauważono, że punkty odpowiadające poszczególnym obiektom tworzą oddzielne grupy świadczące o różnicach między nimi. Wyróżniono dwie główne grupy C oraz S. Jednakże taki schemat podziału był zbyt prosty, by wnikliwie rozpatrywać różnice w naturze powierzchni planetoid. Pewna grupa astronomów (Bowell, Chapman, Gradie, Morrison i Zellner) zaproponowała nowy schemat. Rozważając siedem parametrów otrzymanych z trzech różnych rodzajów obserwacji, rozróżnili oni pięć klas planetoid. Nowy schemat pozwalał włączyć do badań (poza wskaźnikami barwy) inne dane takie jak kształt widma, ważne cechy charakterystyczne widma, i geometryczne albedo. Obiekty nie dające się sklasyfikować do którejś ze standardowych klas oznaczane są literą U (od angielskiego Unclassifiable). Dodatkowe podziały pozwalają na wprowadzenie dodatkowych klas. Pięć głównych klas oznaczono literami C, S, M, E, R a całość zamyka wspomniana przed chwilą grupa obiektów niesklasyfikowanych. Zakresy poszczególnych klas pokazane są na wykresie wskaźników barw na rysunku 1.1. Oznaczenia klas po-

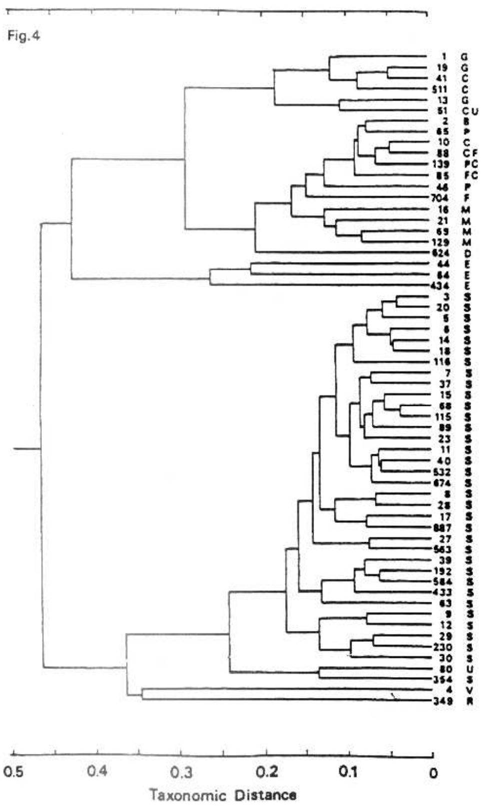


Rysunek 1.1: Schemat przedstawiający klasy planetoid na wykresie wskaźników barw. Źródło: Hollis (1994)

chodzą od angielskich nazw meteorytów wykazujących podobne cechy do właściwości pogrupowanych planetoid (C - węgliste, podobne do chondrytów węglistych, S - kamienne, E - enstatytowe [1], M - metaliczne, R - czerwone). W późniejszym czasie pojawiło się jeszcze kilka dodatkowych klas, grupujących planetoidy o charakterystycznych właściwościach fizycznych. Innym rodzajem klasyfikacji jest tzw. numeryczna taksonomia polegająca na rozważaniu indywidualnie każ-

[1] enstatyt - minerał skałotwórczy z grupy piroksenów

dego obiektu. Metoda ta wyraża podobieństwo między dwoma obiektami za pomocą jednej wielkości nazywanej współczynnikiem podobieństwa używając do jego obliczenia możliwie największej liczby dostępnych parametrów. Ta metoda jest "bezstronna" ale wynik zależy od przyjętych do analizy parametrów i dokładności poszczególnych danych. Niska wartość współczynnika wskazuje na bliskie podobieństwo między dwiema planetoidami. Kiedy wykreśli się odpowiedni wykres, tzw. dendrogram pokazuje on powiązania między poszczególnymi planetoidami i grupami planetoid (patrz rysunek 1.2). Barucci i in. (1989) opublikowali



Rysunek 1.2: Schemat ukazujacy dendrogram dla planetoid będący wynikiem taksonomii numerycznej. Źródło: Hollis (1994)

inny schemat klasyfikacji bazujący na metodzie analizy tzw. G-mode. W celu klasyfikacji 438 planetoid użyli oni siedmiu wskaźników barwy i jako ósmy parametr wzięli pod uwagę geometryczne albedo uzyskane przez satelitę badawczego

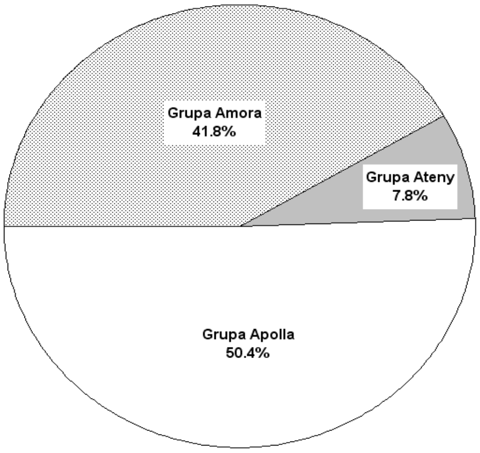
IRAS. Metoda ta działa w podobny sposób jak numeryczna taksonomia, czyli dostępne parametry wyznaczają wartość pojedynczej liczby służącej do określania podobieństw między obiektami. Jednakże metoda przydziału klas jest inna choć daje podobne rezultaty jak numeryczna taksonomia i standardowa klasyfikacja. Zellner, Tholen i Tedesco (1985) opublikowali rezultaty ośmiokolorowej fotometrii 589 planetoid. Pasy kolorów rozciągnięte są w tej metodzie od ultrafioletu (300 nm) do podczerwieni (około 1.1 nm). Rezultaty ośmiokolorowej fotometrii są dane jako jasność V w magnitudo i siedem wskaźników barwy odniesionych do jasności V. Schemat klasyfikacji został skonstruowany na podstawie tych danych i taksonomii numerycznej

Taksonomia planetoid to bardzo ”mocne” narzędzie do zrozumienia chemicznej i fizycznej ewolucji populacji małych ciał Układu Słonecznego i może być używane do badania struktury głównego pasa planetoid. Stosowanie wyrafinowanych statystycznych algorytmów pozwala na osiągnięcie zgodnych wewnętrznie klasyfikacji planetoid, których możliwości zależą od jakości danych wejściowych. Lepsze dane - bardziej dokładna klasyfikacja.

Najprostsza dynamiczna klasyfikacja planetoid opiera się na ich umiejscowieniu w Układzie Słonecznym. Większość planetoid przebywa w odległościach od 2.0 do 3.3 AU od Słońca tworząc tym samym tzw. Główny Pas Planetoid. Wykres liczby planetoid w zależności od wartości wielkiej półosi (a) lub okresu orbitalnego (P) pokazuje grupowanie się planetoid w pewnych obszarach i tworzenie się miejsc gdzie ich wyraźnie brakuje (tzw. luki Kirkwood’a). Luki Kirkwooda są to charakterystyczne przerwy w rozkładzie półosi wielkich planetoid, związane z nieobecnością orbit o okresach, odpowiadających rezonansom w ruchu dziennym z Jowiszem (1/4, 1/3, 1/2, itp.). Mimośrody orbit z głównego pasa planetoid mieszczą się w zakresie od 0.01 do 0.3 natomiast nachylenia orbit w stosunku do ekliptyki nie przekraczają 35 stopni (ze średnią wartością około 10 stopni). Jest to wynik oddziaływań perturbacyjnych właśnie Jowisza. Około 75% planetoid z głównego pasa to typ C a około 15% to typ S.

Poza głównym pasem planetoid istnieje grupa planetoid nazywana w skrócie NEA (z angielskiego *Near Earth Asteroids* czyli planetoidy zbliżające się do Ziemi). W grupie tej przyjęto dość sztuczny podział na trzy podgrupy. Grupa Amora (półosie wielkie większe od 1AU i odległości peryhelium w granicach od 1.017 do 1.3 AU), grupa Apolla (odległości peryhelium mniejsze niż 1.017 AU) oraz grupa Ateny (obiekty o półosi wielkiej mniejszej od 1 AU). Nazwy grup pochodzą od nazw planetoid: Amor-1221 odkrytej w 1932 roku, Apollo-1862 odkrytej w 1932 roku i Atena-2062 odkrytej w 1976 roku odpowiednio. Procentowy udział tych trzech podgrup w całej populacji NEA pokazany jest na rysunku 1.3.

Obiekty NEA wydają się wykazywać podobny procentowy udział planetoid typu C i S co planetoidy pasa głównego. Grupa NEA stanowi podgrupę obiektów nazywanych w skrócie NEO (*Near Earth Objects* czyli obiekty zbliżające sie do



Rysunek 1.3: Procentowy udział poszczególnych podgrup w populacji NEA (stan na 01-01-2003). Wykres wykonany na podstawie danych dostępnych na srtronie internetowej serwisu *NASA's Near-Earth Object Program Office* działającego przy *Jet Propulsion Laboratory*

Ziemi). Wśród tych obiektów poza planetoidami są również komety (określane skrótowo NEC). Wśród obiektów NEO wyróżnia się grupę określaną skrótem PHA (*Potentially Hazardous Asteriods* - potencjalnie niebezpieczne planetoidy). Do tej grupy zalicza się obiekty, dla których wielkość określana skrótem MOID (Minimum Orbit Intersection Distance - minimalna odległość między orbitami) w stosunku do Ziemi jest $\leq$ 0.05 AU. Poszczególne podgrupy obiektów NEO przedstawione są w tabeli 1.1.

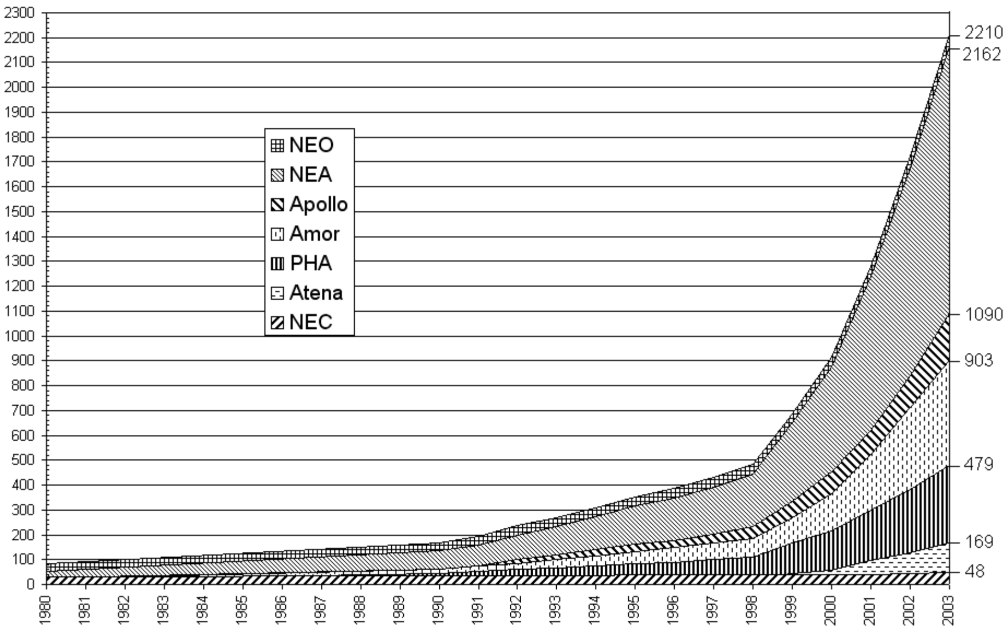
Ze względu na wzrost liczby programów obserwacyjnych zajmujących się poszukiwaniem obiektów NEO oraz postęp techniczny instrumentów obserwacyjnych, liczba znanych obiektów NEO wzrasta gwałtownie. Tempo wzrostu liczby znanych obiektów NEO i poszczególnych podgrup od roku 1980 pokazano na rysunku 1.4.

Kolejna grupa planetoid to tzw. grupa Hildy - obiektów o półosi wielkiej wynoszącej około 4 AU (nazwa grupy pochodzi oczywiście od planetoidy Hilda o $a = 4$ AU). Większość obiektów tej grupy to typ P charakteryzujący się niskim albedo i widmem bardziej czerwonym od typu C. Są to obiekty będące w rezonansie 3:2 z Jowiszem. Grupa o nazwie Thule składa się właściwie z jednego obiektu o tej samej nazwie o półosi wielkiej orbit bliskiej 4.26 AU. Planetoida ta jest w rezonansie 4:3 z Jowiszem. Ruch rezonansowy w przypadku obu tych

Grupa	Opis	Definicja
NEC	Near-Earth Comets - komety zbliżające się do Ziemi	$q < 1.3$ AU, $P < 200$ lat
NEA	Near-Earth Asteroids - planetoidy zbliżające się do Ziemi	$q < 1.3$ AU
Atena	planetoidy przecinające orbitę ziemską o półosiach wielkich mniejszych od półosi wielkiej Ziemi	$a < 1.0$ AU, $Q > 0.983$ AU
Apollo	planetoidy przecinające orbitę ziemską o półosiach wielkich większych od półosi wielkiej Ziemi	$a > 1.0$ AU, $q < 1.017$ AU
Amor	planetoidy zbliżające się do Ziemi o orbitach leżących poza orbitą Ziemi ale wewnątrz orbity Marsa	$a > 1.0$ AU, $1.017 < q < 1.3$ AU
PHA	potencjalnie niebezpieczne planetoidy dla których $MOID \leq 0.05$ AU a jasności absolutne są mniejsze od 22 magnitudo	$MOID \leq 0.05$ AU, $H \leq 22.0$

Tablica 1.1: Tabela przedstawiająca podgrupy obiektów NEO.

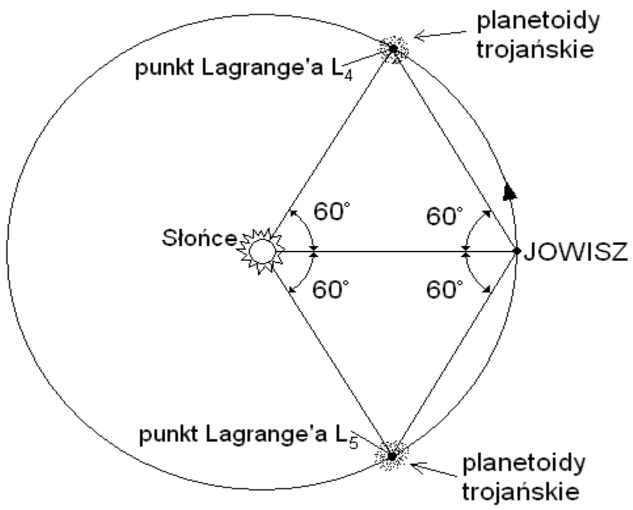
grup powoduje, że planetoidy te, poruszając się po wydłużonych orbitach zbliżają się do orbity Jowisza tylko wtedy gdy ten znajduje się po przeciwnej stronie Słońca. Thule ma mniejszy mimośród ale również nie podchodzi do Jowisza bliżej niż na 1.1 AU. Kolejną grupą są planetoidy Trojańskie. Tworzą one dwie oddzielne grupy okupujące okolice punktów Lagrange'a L_4 i L_5 Jowisza. Każda z grup znajduje w jednym z narożników trójkąta równobocznego z Jowiszem i Słońcem w dwóch pozostałych narożnikach (rysunek 1.5). I tak grupa Achillesa wyprzedza w ruchu orbitalnym Jowisza o 60 stopni a grupa Patroklesa podąża 60 stopni za Jowiszem. Okresy libracji wokół punktów Lagrange'a wynoszą około 150-200 lat i odbywają się w zakresie 45-80 stopni. Wśród tej grupy najczęściej spotyka się planetoidy typu D (w ich składzie może znajdować się kerogen - węglowodór podobny do smoły węglowej). Podobnie jak typ P mają niskie albedo i widmo bardziej czerwone od typu C. Następną grupę planetoid stanowią Centaury (pierwszym odkrytym był Chiron). Są to planetoidy o odległościach peryhelium poza orbitą Jowisza i o półosi wielkiej poniżej orbity Neptuna. Chiron jest dużą planetoidą odkrytą w 1977 roku. Jego okres orbitalny wynosi 50.68 lat a odległości peryhelium i aphelium wynoszą odpowiednio 8.5 AU i 18.9 AU. Ostatnie obserwacje ujawniły niewielką aktywność kometarną Chirona, co świadczy o tym, że być może jest on dużą drzemiącą kometą . Obiekty z rozproszonego dysku Kuipera różnią się od Centaurów tym, że ich odległości apheliów mogą wynosić dziesiątki, setki a nawet tysiące AU. Osobną grupę stanowią planetoidy nietypowe



Rysunek 1.4: Tempo wzrostu liczby znanych obiektów NEO i poszczególnych grup od 01-01-1980 do 01-01-2003 roku. Wykres wykonany na podstawie danych dostępnych na srtronie internetowej serwisu *NASA's Near-Earth Object Program Office* działającego przy *Jet Propulsion Laboratory*.

o peryheliach wewnątrz orbity Jowisza i dużych odległościach apheliów (należy do nich Hidalgo). Poza orbitą Neptuna znajdują się planetoidy nazywane trans-neptunowymi oraz obiekty z dysku Kuipera.

Z około 200 000 znanych obiektów, tylko trochę ponad 55 000 planetoid ma precyzyjnie określone orbity (stan na marzec 2003). Około tysiac planetoid było obserwowanych przez satelitę badawczego IRAS (Infrared Astronomical Satellite), który dostarczył radiometryczne średnice i wartości albedo dla wiekszości z nich. Rozmiary planetoid mieszczą sie w zakresie od około 950 km (Ceres) do wartości miniejszych niż 100 m. Istnieje najprawdopodobniej ciągłe przejście w rozkładzie rozmiarów tego typu obiektów aż do rozmiarów meteoroidów. Ponadto całkowita masa populacji planetoid szacowana jest na wielkość rzędu 0.001 masy Ziemi.

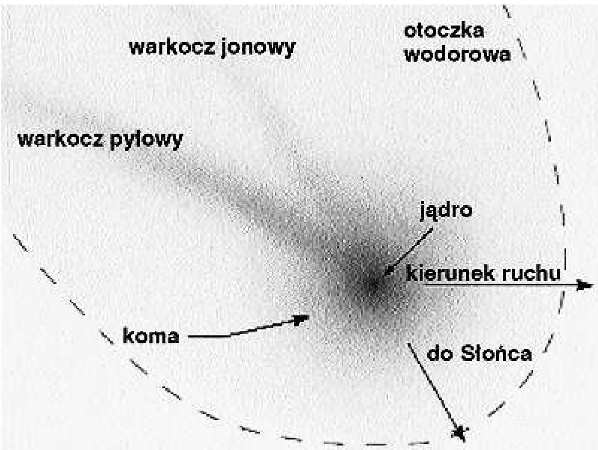


Rysunek 1.5: Schematyczny rysunek przedstawiający umiejscowienie ”Trojańczyków” względem Słońca i Jowisza. Strzałką zaznaczony jest kierunek ruchu orbitalnego zarówno Trojańczyków jak i Jowisza.

1.2 Komety

Od niepamiętnych czasów komety pokazywały się na nocnym niebie stanowiąc, niespodziewane i niewytłumaczalne zjawisko. Niezrozumiały i spektakularny fenomen komety był przeto kojarzony ze złymi i ciemnymi mocami, które zapowiadały zagłady, klęski, wojny i temu podobne katastrofy. Poznanie prawdziwej natury komet wymagało jednak sporo czasu (Arystoteles na przykład twierdził iż jest to zjawisko atmosferyczne). Dopiero Tycho Brahe i inni astronomowie jego czasów stwierdzili iż komety są zjawiskiem pozaziemskim. Porównując widoczną pozycję komety w odniesieniu do gwiazd, obserwowanej z dwóch miejsc oddalonych o kilkaset kilometrów w Dani i w Polsce, możliwe stało sie oszacowanie iż kometa znajduje się dalej od Ziemi niż Księżyc a więc jest obiektem typowo astronomicznym. Zadziwiającym jest fakt iż początkowo zarówno Kepler jak i Galileusz odrzucali możliwość krążenia komet wokół Słońca. Ostatecznych dowodów potwierdzających prawdziwą naturę komet dostarczył Edmond Halley, który obliczając elementy orbitalne komet zauważył, iż komety z lat 1531, 1607 i 1682 mają bardzo podobne elementy. Zapostulował on, że jest to w istocie jeden obiekt poruszający się po bardzo wydłużonej orbicie.

Budowa komet zasadniczo różni się od budowy planetoid. Wyróżniamy trzy podstawowe części komety: jądro, komę (głowę) i warkocz (Rysunek 1.6). Jądro komety jest najtrudniej dostępną częścią komety dla obserwatorów. Kiedy kometa znajduje się blisko Słońca wtedy całe jądro otacza koma (czyli gazowo-pyłowa otoczka). W dużych odległościach jądro odbija zbyt mało światła słonecznego



Rysunek 1.6: Schemat budowy komety Źródło: Atlas Układu Słonecznego, Prószyński i S-ka, Warszawa 1999.

by można je było obserwować. Średnice jąder komet mieszczą się w zakresie od około 1 km do kilkudziesięciu kilometrów. Rozmiary komy zależą od wielu czynników zarówno od wielkości i struktury jądra oraz aktywności. Głowa komety (bo tak czasem nazywa się komę) może osiągać rozmiary nawet kilkuset tysięcy kilometrów, natomiast wyjątkowo duże i aktywne komety mają komy o średnicach przekraczających milion kilometrów. Najbardziej charakterystyczną częścią komety jest oczywiście jej warkocz. Istnieją dwa typy warkoczy: gazowy (zwany także jonowym) i pyłowy. Pyłowe warkocze komet składają się głównie z cząstek wielkości poniżej mikrometra, które są spychane do obszaru warkocza przez ciśnienie promieniowania słonecznego. Warkocze gazowe są najprawdopodobniej kształtowane poprzez oddziaływanie z wiatrem słonecznym cząstek gazu ulatujących z jądra komety (Rysunek 1.6).

Orbity komet są bardziej zróżnicowane niż orbity planetoid. Istnieją komety krótko okresowe mające okres mniejszy od 200 lat, a ich orbity leżą całkowicie albo prawie całkowicie w układzie planetarnym. Wydają się one być pochwycone do Układu Słonecznego przez grawitacyjne oddziaływanie wielkich planet. Średni mimośród tych orbit wynosi 0.56 a średnie nachylenie 11^o. Prawie wszystkie poruszają się ruchem prostym. Drugą grupę stanowią komety długo okresowe, których orbity są bliskie parabolicznej, a okresy obiegu są większe od 200 lat. Półosie wielkie tych komet nie wykazują jakiejś określonej orientacji, czyli kierunki, z których przychodzą wydają się być przypadkowe. Istnieją także komety jednopojawieniowe, których orbity maja kształt parabol lub hiperbol.

1.3 Meteoroidy, meteory, meteoryty, itp.

Oprócz planetek i komet do małych ciał Układu Słonecznego zalicza się także drobne bryłki materii zwane meteoroidami. Są to obiekty pochodzące najczęściej z rozpadu większych ciał macierzystych. Typowe meteoroidy mają rozmiary około 5 mm a ich gęstość wynosi $0.2g/cm^3$. Te meteoroidy o niskiej gęstości pochodzą z materi wyrzuconej z komet i rozkładają się głównie w okolicach orbit komet tworząc tzw. strumienie meteorów. Meteoroidy o wysokiej gęstości (około $2g/cm^3$) mają swoje źródło głównie w zderzeniach planetek. Strumień meteorów (a poprawniej strumień meteoroidów) stanowią zatem cząstki powstałe z dezintegracji komet lub planetoid otaczający Słońce we wnętrzu niejednorodnego torusa. Początkowo materia wyrzucona z komety gromadzi się w obrębie małego łuku orbity, tworząc charakterystyczną chmurę zwaną rojem meteorów. Z biegiem czasu rój zaczyna się rozciągać wzdłuż orbity ciała macierzystego, formując cherakterystyczny strumień o kształcie eliptycznego toroidu rysunek 1.7. Wewnątrz

Rysunek 1.7: Schemat pokazujący strumień meteoroidów. Widać charakterystyczny kształt eliptycznego toroidu.

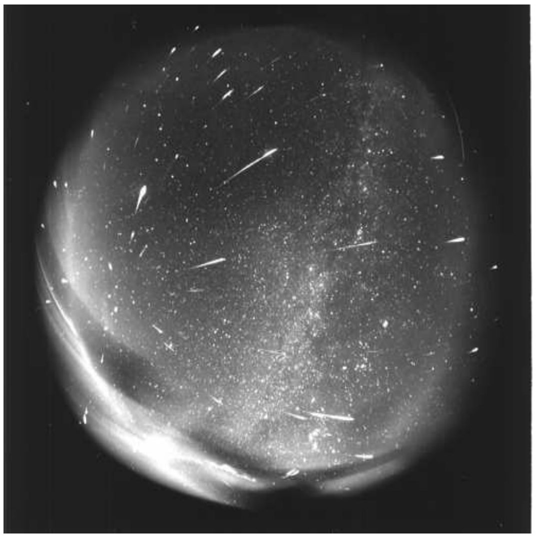
strumienia mogą pojawiać się pewne zgęszczenia meteoroidów wyrzuconych z komety podczas jej ostatnich powrotów. Na ewolucję strumienia mają głównie wpływ perturbacje od planet. Powodują one zarówno zmiany struktury samego strumienia jak i zmiany orbity komety macierzystej, co również wpływa na strukturę strumienia.

Mimo zasadniczej różnicy między tym co kryje się pod pojęciem meteoroidu i pojęciem meteoru, często bywa tak iż to drugie określenie jest używane w zastępstwie tego pierwszego. Tak naprawdę meteor jest zjawiskiem powstałym w wyniku oddziaływania meteoroidu z ziemską atmosferą. Meteoroidy wpadające do atmosfery z prędkościami rzędu dziesiątek kilometrów na sekundę rozpadają się mniej więcej na wysokości 90 km nad powierzchnią Ziemi. W ten sposób na nocnym niebie możemy podziwiać zjawisko meteorów (potocznie zwanych spadającymi gwiazdami) czyli krótkotrwałych błysków w postaci cienkich lini. Meteoroidy produkujące typowe meteory widziane gołym okiem mają rozmiary rzędu milimetrów. Meteory jaśniejsze niż Wenus nazywane są bolidami (czasem ognistymi kulami). Zdarzają się bolidy jaśniejsze niż Księżyc w pełni i zdarza się również, że bolid może być widoczny w dzień. Tak jasne zjawiska powodowane są przez obiekty wielkości około metra i więcej. Może się zdarzeć że fragmenty tak dużego ciała przatrwają przejście przez atmosferę i spadną na Ziemię w postaci meteorytu.

Duża część meteorów przychodzi z przypadkowych kierunków i nazywane są meteorami sporadycznymi. Jednak w pewnych okresach roku pojawiają się meteory przychodzące z tego samego kierunku i prawie równymi prędkościami. Takie zjawisko nazywane jest deszczem meteorów i pojawia się ono kiedy Ziemia przechodzi przez strumień meteorów, a punkt na niebie, z którego pozornie wybiegają wszystkie meteory nazywany jest radiantem. Liczba meteorów obserwowanych w ciągu godziny w trakcie takiego deszczu zależy zarówno od gęstości strumienia, jego struktury, wzajemnego położenia strumienia i orbity Ziemi i może dochodzić do kilkudziesięciu. Szczególnie bogate deszcze meteorów nazywane są burzami meteorów. Są to bardzo rzadkie zjawiska i pojawiają się kilka razy na stulecie a liczba meteorów może sięgać nawet tysięcy na godzinę. Rysunek 1.8 przedstawia deszcz meteorów zwany Leonidami (nazwa Leonidy pochodzi od nazwy gwiazdozbioru, w którym znajduje się radiant). Wyraźnie widać, że wszystkie meteory wybiegają z jednego punktu.

1.4 Kryteria podziału komet i planetoid

W Układzie Słonecznym komety i planetoidy są dwoma potencjalnymi źródłami meteoroidów. Zarówno komety i planetoidy są w stanie dostarczać nowych cząstek meteoroidowych, uzupełniając tym samym ciągły ubytek powodowany perturbacjami planetarnymi, zderzeniami z planetami, erozją międzyplanetarną i spiralnym ruchem ku Słońcu, wywołanym oddziaływaniem ciśnienia promieniowania słonecznego. Ze względu na liczbę znanych powiązań kometa-deszcz



Rysunek 1.8: Zdjęcie przedstawiające dzeszcz meteorów Leonidów. Wyraźnie widoczny radiant. Zdjęcie zostało wykonane w nocy z 16 na 17 listopada 1998 roku. Ekspozycja trwała 4 godziny. Źródło: Astronomical Observatory Modra, Słowacja.

meteorów oraz dużą liczbę orbit meteorytowych zarówno o dużych wartościach mimośrodu i nachylenia, kometarne źródło meteorów nie podlega żadnej wątpliwości. Z drugiej strony niewiele jest przekonujących przypadków planetoidalnego źródła meteorów. Fundamentalne pytanie nie jest takie czy źródłem meteorów są planetoidy czy komety, lecz w jakim stosunku do siebie są populacje meteorów planetoidalnych do kometarnych.

Orbity cząstek pochodzących z głównego pasa planetoid na to by mogły być obserwowane jako meteory, muszą ulegać drastycznym zmianom na skutek kolizji, perturbacji planetarnych i efektów związanych z oddziaływaniem promieniowania słonecznego. Dla cząstek pochodzenia kometarnego oraz cząstek pochodzących z populacji NEA sytuacja wygląda nieco inaczej, ponieważ peryhelia wielu znanych komet i większości obiektów NEA są usytuowane wewnątrz orbity ziemskiej, co jest warunkiem zaistnienia kolizji.

Niewykluczone iż rozkład mas meteoroidów planetoidalnych i kometarnych jest różny i różna proporcja w reprezantacji tych dwóch składowych może objawiać się na różnym poziomie jasności. Co ciekawe Hawkins (1959) znalazł wzrastający udział meteorów planetoidalnych dla jaśniejszych obiektów, podczas gdy Kresak (1964) sugerował to samo ale dla słabszych obiektów. Tak długo, jak nie ma niezawodnych sposób na rozróżnienie miedzy planetoidalnymi a kometarnymi meteorami na podstawie ich zachowania się w trakcie interakcji z ziemską atmosferą, orbitalna charakterystyka wydaje się być najbardziej odpowiednim źródłem informacji dla rozwiązania tego problemu.

Istnieje kilka kryteriów będących funkcjami elementów orbitalnych pozwalających odróżnić orbity kometarne od planetoidalnych. Kolejne kryteria przedstawione są na podstawie dwóch artykułów L. Kresaka (1967) i (1969). Pokazany jest również ówczesny stan badań nad omawianym problemem.

Korzystając z danych statystycznych orbit planetoid i komet Whipple (1954) zaproponował tzw. K kryterium, postaci:

$$K = \log Q(1-e)^{-1} - 1 \lesseqgtr 0 \tag{1.1}$$

(Q - odległość aphelium, e - mimośród) gdzie $K < 0$ dla planetoid i $K > 0$ dla komet.

Kryterium tego nie spełniały 3 planetoidy oraz 13 ze znanych wówczas komet. Kresak (1967) pokazał, że istnieje proste kryterium ograniczające liczbę wyjątków do jednej planetoidy (944 Hidalgo) i jednej komety (P/Schwassmann-Wachmann 1). Kryterium to wygląda następująco:

$$Pe \lesseqgtr 2.5 \tag{1.2}$$

(P - okres obiegu, e - mimośród), gdzie $Pe < 2.5$ dla planetoid i $Pe > 2.5$ dla komet. Oba te kryteria są jedynie formalne. Nie biorą pod uwagę potencjalnej ewolucji orbit co jest szczególnie ważne dla małych cząstek meteoroidowych i efektu selekcji podczas odkrywania, który jest szczególnie istotny dla komet. Jeśli chodzi o grawitacyjne perturbacje Jowisz odgrywa znaczącą rolę. Wyjątkowe duże zmiany elementów orbity pojawiają się podczas bliskich spotkań z tą planetą. Istnieje jednak wielkość (funkcja elementów orbitalnych), tzw. stała Tisseranda T_j:

$$T_j = a^{-1} + 2A_j^{-3/2} a^{1/2} (1-e^2)^{1/2} \cos I \tag{1.3}$$

która podczas tego typu zbliżeń pozostaje stała (A_j - półoś wielka orbity Jowisza, I - nachylenie w stosunku do orbity Jowisza, a oraz e - półoś wielka i mimośród orbity ciała perturbowanago). Wartości T_j dla 78% ówcześnie znanych komet z $Q < 10$ należały do przedziału $(0.50, 0.60)$ i dla reszty w przedziale $(0.40, 0.50)$. Dla komet okresowych z $Q > 10$ T_j przyjmuje jeszcze mniejsze wartości.

Ponieważ planetoidy mają orbity, które nie przecinają się z orbitą Jowisza (z wyjątkiem 944 Hidalgo i Trojańczyków) bliskie spotkania z Jowiszem są niemożliwe (nawet Trojańczycy nie są w stanie zbliżyć się do Jowisza ze względu na usytuowanie w pobliżu stabilnych punktów Lagrange'a). Dla większości planetoid z głównego pasa T_j mieszczą się w zakresie $+0.60 < T_j < +0.70$. Mniejsze wartości T_j, typowe dla krótkookresowych komet znaleziono dla bardziej odległych orbit: Trojańczyków (średnie $T_j = +0.56$) i planetoid z grupy Hilda (średnia $T_j = +0.58$). Najniższą wartość $T_j = +0.40$ zaobserwowano dla wspomnianej już wcześniej planetoidy 944 Hidalgo.

Ponieważ objekt przechwycony przez Jowisza na orbitę krótkookresową jest zmuszony do powrotu w obszar o gdzie pojawiają się silne perturbacje, chroni to jego aphelium przed odsuwaniem się od orbity Jowisza do wnętrza Układu Słonecznego. Ponieważ heliocentryczna odległość Jowisza zmienia się w zakresie między 4.95 a 5.45 możemy położyć:

$$Q \lesseqgtr 4.6AU \tag{1.4}$$

jako kryterium podziału między orbitami, które mogą powstawać w wyniku przechwycenia z zewnątrz ($Q > 4.6$) i tymi, których źródło powinno być zlokalizowane w wewnętrznych obszarach Układu Słonecznego, prawdopodobnie w pasie planetoid. Dla porównania, w pracy Kresak (1969) podano najmniejsze odległości apheliów wśród obserwowanych wówczas komet o dobrze określonych orbitach: $Q = 4.09$ dla P/Encke, 4.59 dla P/Kulin, i 4.69 dla P/Tempel 2. Dla całej reszty komet, $Q > 4.8$.

Zgodnie z tą zasadą odległości aphelium dla planetoid powinny być mniejsze niż 4.6 AU. Do znanych wówczas wyjątków należały planetoidy trojańskie (średnie $Q = 5.7$) i 60% planetoid z grupy Hilda ($Q = 4.6$). Nie można było pominąć w tych wyjątkach również 944 Hidalgo z $Q = 9.64$.

Zmiany orbit pod wpływem tak zwanych niegrawitacyjnych efektów spowalniających, do których zaliczają się: efekt Poyntinga-Robertsona, wpływ wiatru słonecznego oraz efekt Yarkovsky'ego-Radzievsky'ego mogą być rozważane wspólnie. Zmiany orbit powodowane tymi efektami bada się za pomocą odpowiedniaj stałej Kresak (1969):

$$C = Q(1-e)e^{-4/5} \tag{1.5}$$

Nachylenia orbit nie grają roli ponieważ efekty od Słońca działają zawsze w płaszczyźnie orbity. Jeśli dwie orbity mają tą samą wartość stałej C oznacze to, że jedna z nich (ta o mniejszych a, e, q oraz Q) może pochodzić z drugiej w wyniku działania niegrawitacyjnego Słońca. Dla planetoid ówczesna wartość średnia C wynosiła 12.7. Dla komet natomiast średnie wartości przedstawiały się następująco:

- $C = 3.8$ dla komet z $Q < 10$,
- $C = 2.0$ dla komet z $10 < Q < 100$,
- $C = 1.7$ dla komet z $Q > 100$.

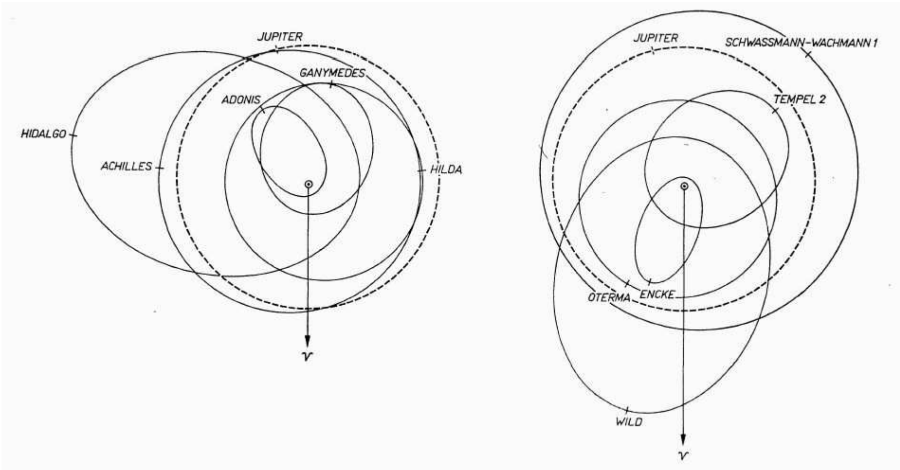
Oczywiste jest, że $C = \infty$ dla $e = 0$ i $C = 2q$ dla $e = 1$. Dlatego też największą wartość C będą miały planetoidy o prawie kołowych orbitach, natomiast najniższe wartości będą miały komety. Ponieważ stwierdzono istnienie wielu wyjątków od tego kryterium zarówno wśród komet jak i planetoid wydaje się, że stała C raczej dostarcza swoistego połączenia między orbitami kometarnymi a planetoidalnymi niż dzieli je na dwie odrębne grupy.

Wśród orbit komet i planetoid zdarzają się również przypadki podobieństwa. Pomimo statystycznej różnicy pojawiają się szczególne przypadki kiedy orbity komet i planetoid są niemal nierozróżnialne. Kresak (1969) opisuje 5 przykładów najbardziej zbliżonych do siebie par planetoid i komet. Wyszczególnione są one w tabeli 1.2 razem z wartościami elementów orbitalnych i poszczególnych kryteriów, a na rysunku 1.9 zilustrowano ich orbity. W dwóch przypadkach natura obiektów traktowanych formalnie jako planetoidy była wówczas wątpliwa. Planetoidy z grupy Apollo (Adonis w tym przypadku) były interpretowane przez Opika jako wygasłe jądra komet czyli ciała o takim samym pochodzeniu jak kometa Enck'ego. Dla Hidalgo taka hipoteza jest nawet bardziej prawdopodobna, ponieważ podobieństwo jego orbity do orbit komet i odmienności od orbit planetoid są w tym wypadku jeszcze bardziej wyraźne.

		a	e	q	Q	i	K	Pe	T_j	C
I	Adonis	1.969	0.779	0.435	3.504	1.5	+0.200	2.15	+0.656	0.94
	P/Encke, 1967 XIII	2.216	0.847	0.338	4.094	12.0	+0.429	2.80	+0.582	0.71
II	1036 Gaymedes	2.658	0.542	1.216	4.101	26.3	-0.048	2.35	+0.583	3.06
	P/Temple 2, 1967 X	3.026	0.548	1.367	4.685	12.5	+0.016	2.89	+0.570	3.42
III	153 Hilda	3.975	0.154	3.365	4.586	7.8	-0.266	1.22	+0.580	17.38
	P/Oterma, 1958 IV	3.960	0.144	3.388	4.532	4.0	-0.276	1.14	+0.584	18.22
IV	944 Hidalgo	5.819	0.656	1.999	9.639	42.5	+0.448	9.22	+0.398	4.64
	P/Wild, 1960	5.582	0.655	1.927	9.237	19.7	+0.427	8.63	+0.463	4.47
V	588 Achilles	5.211	0.148	4.438	5.984	10.3	-0.153	1.76	+0.566	23.46
	P/Schwassmann--Wachmann 1, 1957 IV	6.376	0.131	5.538	7.214	9.5	-0.081	2.12	+0.573	31.76

Tablica 1.2: Tabela przedstawiająca pary planetoida - kometa o zbliżonych parametrach orbitalnych. Źródło: Kresak (1969)

W badaniu różnic i podobieństw w orbitach i ich ewolucjach często wykorzystywany jest diagram a/e. Jest to diagram, którego oś X stanowi mimośród a Y półoś wielka. Jeżeli chce się dokonać także analizy nachyleń orbit rozpatrywanych obiektów, trzeba używać diagramu trójwymiarowego lub serii diagramów ze względu na różne wartości nachylenia. Użycie pojedynczego diagramu dla $i = 0$ jest dobrym przybliżeniem dla obiektów poruszających się w pobliżu ekliptyki. Przykładowy diagram zaczerpnięty z artykułu Kresak (1969) pokazany jest na Rys.1.10. Przedstawione są na nim opisane wcześniej kryteria. Na Rys.1.10 zamiast stałej Tisseranda T_j podano wartości nieco zmodyfikowanej wielkości T_o, która wygląda następująco:



Rysunek 1.9: Orbity planetoid (po lewej) i komet (po prawej) obrócone wokół lini węzłów do płaszczyzny ekliptyki. Na rysunku zaznaczone są orbity ciał wyszczególnionych w tabeli 1.2. Aphelium każdej orbity zaznaczone jest krótką kreską. Orbita Jowisza zaznaczona jest linią kreskowaną. Źródło: Kresak (1969)

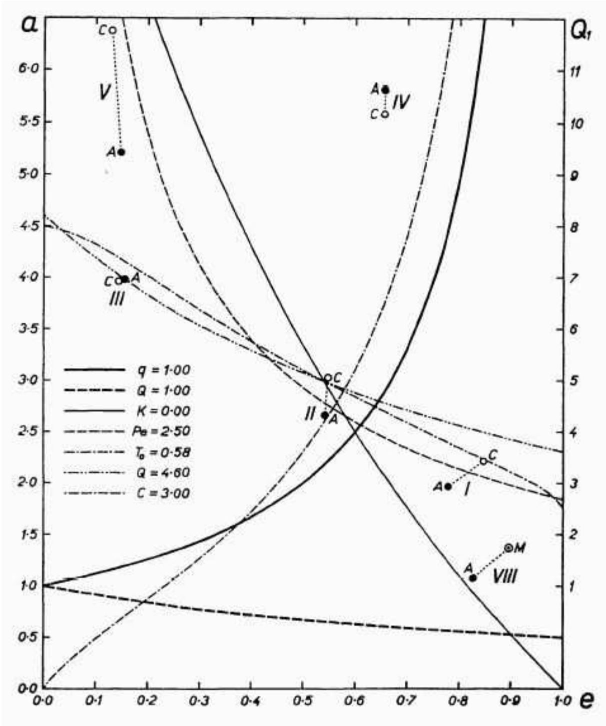
$$T_o = a^{-1} + 2A_j^{-3/2} a^{1/2} (1 - e^2)^{1/2} \tag{1.6}$$

kładąc po prostu $cos(I) = 1$. Różnice pomiędzy To a Tj są nieistotne o ile rozważamy tylko orbity o małych nachyleniach. Przedstawione powyżej pary planetoida-kometa są również zaznaczone na tym diagramie. Orbity przecinające orbitę Ziemi a więc orbity meteorów ograniczone są przez dwie linie $q = 1$ i $Q = 1$. Rys.1.11 jest uzupełnionym diagramem a/e, na którym zaznaczone są położenia planetoid i komet. Widać na nim iż faktyczne źródła meteorów leżą poza opisanym przed chwilą obszarem.

Istnieją trzy odrębne efekty, mogące powodować transformacje orbit tak by zawierały się w obszarze orbit przecinających orbitę Ziemi. Są to:

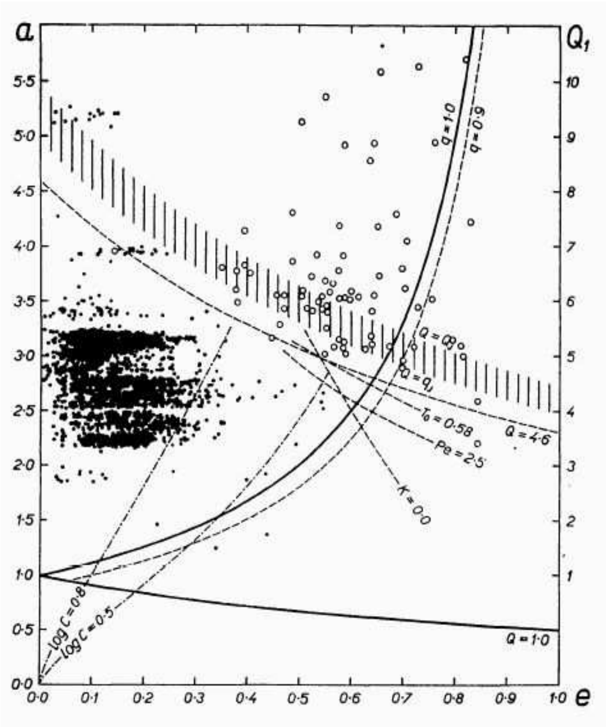
- zderzenia w głównym pasie planetoid,
- perturbacje od planet głównie od Jowisza,
- wpływ promieniowania słonecznego.

Wnioski jakie przedstawił w swoim artykule Kresak (1969) mówią o tym, że najbardziej prawdopodobny obszar do idetyfikacji meteorów pochodzenia planetoidalnego rozciąga się w otoczeniu lini $q = 1$ (powiedzmy między $q = 0.9$ a $q = 1.0$) od dolnego końca do granicy wyznaczonej mniej więcej przez linię



Rysunek 1.10: Diagram a/e z zaznaczonymi kryteriami podziału między orbitami planetoid i komet. Zaznaczone są również obiekty z tabeli 1: pełne kólka - planetoidy (A), puste - komety (C). Region orbit mogących przecinać się z orbitą Ziemi ograniczony jest z lewej strony przez dwie linie $q = 1$ i $Q = 1$. Skala Q_1 odnosi się do orbit z $q = 1$. Źródło: Kresak (1969).

$Q = 4.6$ ($a = 2.8$). Ta strefa może zawierać dwa oddzielne maksima, pierwsze, poniżej $Q = 2.0$ ($a = 1.5$) dla cząstek pochodzących ze środka pasa planetoid pod wpływem spowalniania przez promieniowanie słoneczne i drugie powyżej $Q = 3.0$ ($a = 2.0$), dla cząstek wywodzących sie z peryferii pasa planetoid pod wpływem zderzeń i perturbacji.



Rysunek 1.11: Rozkład planetoid (kropki) i komet (kołka)na diagramie a/e. Podobnie jak na poprzednim rysunku zaznaczone są kryteria i obszar orbit przecinających orbitę Ziemi. Zakreskowany obszar - strefa gdzie ciało w aphelium może zbliżać się do Jowisza. Źródło: Kresak (1969).

Rozdział 2

Dynamiczna ewolucja - całkowanie numeryczne

Na rozkład populacji zarówno planetek jak i komet największy wpływ mają zmiany wiekowe w ich elementach orbitalnych. Aby zbadać dynamiczną ewolucję tych populacji musimy wiedzieć jak te obiekty zachowują się w ciągu tysiący lat. Oczywiście nie jesteśmy w stanie śledzić takiej ewolucji na własne oczy. W tej sytuacji przychodzą nam z pomocą metody numeryczne pozwalające na badanie zachowania się ciał Układu Słonecznego. Zastosowanie całkowania numerycznego pozwala na prześledzenie ruchu ciał w Układzie Słonecznym nawet na odcinku czasu wynoszącym tysiące lat.

Do badania ewolucji małych ciał Układu Słonecznego wykorzystano programy służące do całkowania numerycznego zawarte w pakietach SWIFT i MERCURY.

2.1 Pakiety SWIFT i MERCURY

SWIFT jest zestawem oprogramowania do całkowania numerycznego grawitacyjnie oddziałujących ze sobą ciał napisanym w języku Fortran przystosowanym do pracy w systemie UNIX'owym. Udostępniany jest nieodpłatnie przez autorów H. Levison'a i M. Duncan'a i można go pobrać w formie skompresowanego pliku *swift.tar.Z* ze strony internetowej www.boulder.swri.edu lub z serwera ftp gort.boulder.swri.edu.

Harold F. Levison i Martin J. Duncan zajmowali się badaniem zachowań krótkookresowych komet na długich interwałach czasu. Do swoich celów stworzyli integrator pozwalający całkować ruch małych ciał w skali czasu porównywalnej z wiekiem Układu Słonecznego. Integrator ten działa w oparciu o bardzo wydajne symplektyczne algorytmy, opracowane w swej pierwotnej postaci przez Wisdom'a i Holman'a (1991). Techniki te i ich warianty nazywane są metodami

MVS (z angielskiego Mixed Variable Symplectic).

Typowe zagadnienie, które można badać za pomocą SWIFT'a, to ruch N ciał masywnych i n ciał o zaniedbywalnych masach (tzw. cząstek testowych), które odczuwają oddziaływanie grawitacyjne ale nie działają na siebie wzajemnie. Oprogramowanie SWIFT'a działa w oparciu o cztery techniki całkowania:

- technika WHM (Wisdom-Holman Mapping) jest metodą odwzorowania dla problemu n-ciał opracowaną przez Wisdom'a i Holman'a,
- technika RMVS (Regularized Mixed Variable Symplectic) jest rozszerzeniem metody WHM, która uwzględnia ciasne zbliżenia między cząstkami a planetami. Technika ta opracowana została przez Levisona i Holmana,
- technika TU4 (T+U Symplectic) jest metodą czwartego rzędu opracowana przez Candy'ego i Rozmusa,
- technika Bulirsch-Stoera. Algorytm całkowania numerycznego z optymalizacją długości kroku.

Metody całkowania zastosowane w pakiecie SWIFT są kilkakrotnie szybsze od dotychczasowych dlatego nadają się do całkowania na długich okresach czasu. Wszystkie programy wchodzące w skład pakietu SWIFT przystosowane są do identycznych plików wejściowych i dają takie same pliki wyjściowe. W pakiecie tym są następujące integratory:

- SWIFT_WHM Podstawowy integrator WHM nie uwzględniający zbliżeń pomiędzy cząstkami testowymi a planetami. Uwzględnia jednak zbliżenia cząstek ze Słońcem.
- SWIFT_RMVS Podstawowy integrator oparty na metodzie RMVS uwzględniający zbliżenia cząstek testowych z planetami.
- SWIFT_RMVS2 Poprawiona wersja poprzedniego integratora.
- SWIFT_RMVS3 Ostatnia wersja integratora RMVS zalecana przez autorów jako najlepsza. Poprzednie dwie udostępniane są w pakiecie dla porównania.
- SWIFT_BS Integrator Bulrisch-Store'a.
- SWFIT_LAYP i SWIFT_LAYP2 Wersje w fazie testowej. Przy korzystaniu zaleca się konsultacje z autorami.
- SWIFT_TU4 Symplektyczny integrator czwartego rzędu (T+U Symplectic).

W obliczeniach użyto integratora SWIFT_RMVS3. Trzy podstawowe pliki wejściowe dla tego integratora zawierają parametry całkowania, dane (masy położenia i prędkości) dotyczące masywnych ciał Układu Słonecznego (w tym przypadku było to Słońce i wszystkie dziewięć planet) oraz dane (położenia i prędkości) cząstek testowych.

MERCURY jest pakietem oprogramowania do całkowania numerycznego zagadnienia n-ciał. Został napisany w języku Fortran 77 i udostępniany jest przez autora John'a E. Chambers'a nieodpłatnie. Pakiet MERCURY zawiera następujące algorytmy:

- algorytm drugiego rzędu MVS (z angielskiego Mixed Variable Symplectic) (Wisdom i in. 1996) jest to bardzo szybka procedura ale nie można nią poprawnie całkować ciasnych zbliżeń,
- algorytm Bulirsch-Stoera,
- algorytm Everhart'a RA15 (RADAU),
- hybrydę integratora symplektycznego z integratorem Bulirsch-Stoera

Do obliczeń użyto algorytmu Everharta RA15. Podobnie jak w przypadku SWIFTA i tu potrzebne są trzy pliki wejściowe z parametrami całkowania, danymi ciał masywnych i cząstek testowych.

2.2 Metoda odwzorowania Wisdom'a i Holman'a

2.2.1 Opis ogólny

Metoda odwzorowania Wisdom'a (1982, 1983) oparta była o zasadę uśrednienia. Warto zaznaczyć, że, większość prac nad zagadnieniem długookresowych ewolucji n-ciał opierało się o zasadę uśredniania w taki czy inny sposób, zarówno w analitycznym jak i numerycznym podejściu do problemy. Metoda uśredniania korzysta z własności, że szybko zmieniające się wyrazy mają tendencję do uśredniania się i ostatecznie nie wnoszą nic do ewolucji. Natomiast wolno zmieniające się rezonansowe lub wiekowe wyrazy akumulują się dając znaczący wkład do ewolucji. W metodzie odwzorowania zasada jest podobna. Szybko oscylujące wyrazy nie dają znaczącego wkładu do ewolucji więc zastąpienie ich przez inne szybko oscylujące wyrazy nie będzie pociągało za sobą niepożądanych efektów. W metodzie odwzorowania szybko zmieniające się wyrazy są wybierane tak, że sumując się dają funkcję "delta", która może być lokalnie scałkowana by dać równanie określające jak system zmienia się przy przejściu od jednego kroku do drugiego. Pomysł omawianej metody odwzorowania pochodzi od Chirikova, który użył okresowych funkcji delta do wyprowadzenia Hamiltonianu w standardowym odwzorowaniu (Chirkov 1979).

Metoda odwzorowania podana w Wisdom (1982) ma jednak zasadnicze ograniczenia. Bazuje ona na analitycznej reprezentacji uśrednionego Hamiltonianu w pobliżu konkretnych rezonansów. Znane explicite, analityczne reprezentacje uśrednionej funkcji perturbującej dane są w formie jaj rozwinięć względem mimośrodów i nachyleń lub ich kanonicznych odpowiedników. Mimo, że metoda odwzorowania sama z siebie nie jest ograniczona do małych mimośrodów i nachyleń, użycie funkcji zaburzającej, która jest obcięta na pewnym rzędzie, zarówno w przypadku mimośrodu i nachylenia ogranicza jej zastosowanie do przypadków małych mimośrodów i nachyleń. Inną wadą metody odwzorowania, takiej jak ją dotąd stosowano, jest fakt, że jest ona ograniczona do bliskości szczególnych rezonansów lub grupy rezonansów, bowiem analityczna reprezentacja uśrednionej funkcji rozkładu może być stworzona tylko dla określonego zbioru rezonansów.

Uogólnienie metody odwzorowania prezentowane przez Wisdom'a i Holman'a (1991) nie ma takich ograniczeń. Metoda ta nie jest ograniczona do szczególnych rezonansów oraz małych mimośrodów i nachyleń. Jest poprawna wszędzie. Oczywiście nie osiągnięto tego "za darmo". Nowa metoda odwzorowania nie jest tak szybka, jak oryginalna, ale nadal oferuje znaczące zalety w porównaniu z innymi konwencjonalnymi integratorami numerycznymi.

W oryginalnej metodzie odwzorowania Hamiltonian jest najpierw rozdzielony analitycznie na części związane z różnymi skalami czasu:

$$H = H_{Kepler} + H_{Orbital} + H_{Resonant} + H_{Secular} \qquad (2.1)$$

gdzie H_{Kepler} reprezentuje oddziaływanie każdego ciała z masą centralną, $H_{Orbital}$ reprezentuje szybko zmieniające się wyrazy, które zależą od średnich długości ekliptycznych ciał ale nie są rezonansowe w interesującym obszarze, $H_{Resonant}$ reprezentuje wyrazy, które zawierają rezonansowe kombinacje średnich długości ekliptycznych i $H_{Secular}$ reprezentujący pozostałe wyrazy, które nie zależą od średnich długości. Zasada uśredniania jest używana do dowiedzenia, że wyrazy w $H_{Orbital}$ nie będą znacząco wpływały na długookresową ewolucję w pobliżu rezonansu i z tego powodu mogą być pominięte. W oryginalnej metodzie odwzorowania dodaje się następnie dodatkowe wyrazy o częstości orbitalnej. Sumują się one razem z $H_{Resonant}$ w wyrazy dające się przedstawić w formie ciągu okresowych funkcji delta Dirac'a. Nowe wyrazy zgodnie z zasadą uśredniania, również nie odgrywają ważnej roli w długookresowej ewolucji. W rezultacie otrzymuje się Hamiltonian odwzorowania postaci:

$$H_{Map} = H_{Kepler} + H_{Secular} + 2\pi\delta_{2\pi}(\Omega t)H_{Resonant} \qquad (2.2)$$

gdzie $\delta_{2\pi}(t)$ reprezentuje okresowy ciąg funkcji delta z okresem 2π, a Ω jest częstością odwzorowania, która jest tego samego rzędu co częstości orbitalne.

Pomiędzy momentami kiedy działają funkcje delta, Hamiltonian dany jest tylko przez dwa pierwsze wyrazy (H_{Kepler} i $H_{Secular}$). Biorąc pod uwagę Hamiltonian $H_{Secular}$ obcięty na drugim rzędzie w mimośrodzie i nachyleniu, równania Hamiltonianu mogą być rozwiązane analitycznie pomiędzy momentami działania funkcji delta. Z drugiej strony układ może zostać scałkowany analitycznie w obszarze działania funkcji delta. W rezultacie dostajemy analityczne wyrażenie opisujące stan układu na koniec okresu odwzorowania, wyrażone za pomocą stanu układu z początku okresu odwzorowania. Ewolucję w czasie układu można otrzymać poprzez iterowanie kroku odwzorowania. Łatwo pokazać że krok odwzorowania jest transformacją kanoniczną lub inaczej mówiąc odwzorowanie jest symplektyczne.

Metoda odwzorowania prezentowana przez Wisdom'a i Holman'a (1991) jest oparta na prostszej separacji Hamiltonianu (dla problemu n-ciał) postaci:

$$H = H_{Kepler} + H_{Interaction} \tag{2.3}$$

gdzie H_{Kepler} opisuje zwykły ruch keplerowski w stosunku do ciała centralnego, natomiast $H_{Interaction}$ reprezentuje perturbacje od pozostałych ciał. Oczywiście taki podział Hamiltonianu jest naturalny i jest punktem wyjścia do większości teorii perturbacyjnych. Hamiltonian odwzorowania dla problemu n-ciał można otrzymać w prosty sposób poprzez dodanie wyrazów o wysokiej częstości do podanego przed chwilą Hamiltonianu w następujący sposób:

$$H_{Map} = H_{Kepler} + 2\pi\delta_{2\pi}(\Omega t)H_{Interaction} \tag{2.4}$$

Konstrukcja efektywnej metody odwzorowania sprowadza się do podzielenia Hamiltonianu na części, które są całkowalne. Ruch keplerowski jest całkowalny ale rozwiązanie wygodnie jest przedstawiać poprzez orbitalne elementy keplerowskie albo w kanonicznych odpowiednikach. Opis oddziaływania grawitacyjnego opisywany za pomocą elementów może być niewygodny. Ponieważ obie części Hamiltonianu są liczone osobno pozwala to na użycie w każdym przypadku odpowiednich współrzędnych: część keplerowska może być wyrażona w elementach keplerowskich natomiast część opisująca oddziaływanie może być liczona we współrzędnych kartezjańskich. Istnieje jednak lepsze rozwiązanie. Orbita keplerowska może być bezpośrednio poprawiana w kanonicznych współrzędnych kartezjańskich używając funkcji Gauss'a f i g, bez konieczności zamiany na elementy keplerowskie. Można to wówczas bezpośrednio powiązać z impulsem pochodzącym od części perturbującej Hamiltonianu obliczanej bezpośrednio w kanonicznych współrzędnych kartezjańskich.

2.2.2 Odwzorowanie w przypadku problemu n-ciał.

Prosty Hamiltonian odwzorowania jest dany równaniem 2.4. Proces odwzorowania wymaga obecności dwóch różnych operacji: udoskonalania keplerowskiej orbity pomiędzy momentami kiedy działa funkcja delta i całkowania systemu kiedy działają funkcje delta. Konstruowanie efektywnej metody mapowania zależy od możliwości szybkiego poprawiania orbity keplerowskiej. Wykorzystuje się do tego jak już wcześniej zostało wspomniane funkcje Gauss'a f i g. Całkowanie systemu podczas działania funkcji delta jest trywialne do wykonania w kanonicznych współrzędnych kartezjańskich ponieważ w tym systemie $H_{Interaction}$ zależy wyłącznie od współrzędnych położeń. Współrzędne położenia są niezmienne ponieważ Hamiltonian nie zależy od pędów. Każdy pęd otrzymuje pewien impuls proporcjonalny do siły uogólnionej, który wyprowadzony jest w tradycyjny sposób jako minus pochodna Hamiltonianu oddziaływania po odpowiedniej współrzędnej. Procedura ta działa bardzo sprawnie jeżeli perturbacje występujące w części perturbującej Hamiltonianu są małe.

To założenie, że perturbacje od planet są małe zawodzi podczas ciasnych zbliżeń. Takie sytuacje mają miejsce kiedy ciało przechodzi w odległości mniejszej od środka planety niż tak zwany promień Hilla dany wyrażeniem:

$$r_H = a_p \left(\frac{1}{3} \frac{M_p}{M_\odot + M_p} \right)^{1/3} \tag{2.5}$$

gdzie a_p jest półosią wielką orbity planety a $M_\odot$ i M_p są to masy Słońca i planety odpowiednio. W przypadku takiej sytuacji przyspieszenie pochodzące od planety jest dużo większe niż przyspieszenie pochodzące od Słońca. Dlatego w programie MVS zastosowano rozdzielenie Hamiltonianu tak, że część keplerowska odnosi się do planety a nie do Słońca. W ten sposób można przecałkować ciasne zbliżenia z planetami. Ten algorytm w stosunku do innych metod jest najbardziej efektywny przy obliczeniach w trakcie tego typu zbliżeń. Perturbacje od pozostałych ciał są wystarczająco małe i orbity są bardzo bliskie krzywym stożkowym.

Jednakże problem pojawia się w przypadku odległości od planety wynoszącej od 1-3 promieni Hilla, gdyż wówczas siły od Słońca i od planety są porównywalne. W takiej sytuacji całkowanie wykonuje się w MVS heliocentrycznie ale zmniejszając długość kroku całkowania o pewną stałą. Zatem program ten stosuje zmienny krok w taki sposób by położyć nacisk obliczeń tam gdzie jest to konieczne. Jeżeli cząstka leży we wspomnianej przejściowej strefie na początku normalnego kroku całkowania lub gdy można przewidzieć iż znajdzie się tam po wykonaniu kolejnego kroku całkowania, wówczas zmniejsza się krok o czynnik n_1. Jeżeli natomiast cząstka znajdzie się w strefie ograniczonej promieniem Hilla na początku kroku całkowania lub gdy można przewidzieć, że znajdzie się ona tam po wykonaniu kroku całkowania, wówczas zmniejsza się go o inny czynnik n_2. Wartości tych czynników zostały dobrane przez Levisona i Duncana na podstawie doświadczeń. Zewnętrzny promień strefy przejściowej został ustalony na $3.5 r_H$. Użycie przez Levisona i Duncana współrzędnych odniesionych do planety podczas ciasnych zbliżeń różni matematycznie ich metodę od wcześniejszych algorytmów całkujących bliskie przejścia, znanymi jako metody regularyzowane. Swoją technikę obliczeń nazwali w skrócie RMVS (od angielskiego *Regularized Mixed Variable Symplectic Method*).

2.3 Algorytm Everharta RA15 (RADAU)

Pierwszego opisu metody (integratora) RADAU dokonał Everhart w 1974 roku. Metoda ta reprezentuje podobne podejście do problemu całkowania numerycznego jak metoda Rungego-Kutty, która również wykorzystuje węzły Gaussa-Radau jednak algorytmy obu metod są zupełnie różne. W pracy wykorzystywany jest integrator 15-tego rzędu a jego szczegółowy opis jest dostępny w literaturze (Everhart 1985).

Opisywana metoda pozwala na rozwiązywanie jednocześnie równań różniczkowych pierwszego i drugiego rzędu bezpośrednio. Metoda umożliwia całkowanie trzech różnych klas równań ruchu:

- $y' = F(y, t)$,
- $y'' = F(y, t)$,
- $y'' = F(y', y, t)$.

Metodę można również przystosować do rozwiązywania bezpośrednio równań różniczkowych trzeciego i czwartego rzędu. Integrator jest samostartujący i działa w formie kolejno po sobie następujących kroków, w ramach których wykonywanych jest kilka podkroków. Każdy krok może mieć różną od poprzedniego długość. Informacje z wyznaczeń wartości funkcji w poprzednim kroku używane są do poprawy przewidywań w bieżącym kroku. W ten sposób metoda ta łączy zalety metod wielokrokowych z elastycznością metod jednokrokowych jak integratory Rungego-Kutty.

Metoda RADAU może być zaprogramowana tak by dobierać automatycznie długość kolejnych kroków gdy zachodzi taka konieczność (np. w przypadku ciasnych zbliżeń). W niniejszej pracy stosowano dostepną w literaturze implementację metody Everhharta pod nazwą RA15. Program RA15 pozwala w wygodny sposób włączyć prawe strony całkowanego zagadnienia, działa z automatycznym doborem kroku parametryzowanym przez podaną przez użytkownika dokładność całkowania.

Rozdział 3

Testowanie kryteriów podziału populacji małych ciał

3.1 Wprowadzenie

Badania wykonane w niniejszej pracy polegały na przetestowaniu kryteriów podziału populacji małych ciał Układu Słonecznego pod względem dynamicznym. Mowa tu o podziale populacji małych ciał na planetoidy i komety. Badaniom poddano nastepujace z opisanych już wcześniej kryteriów:

- Kryterium Whipple'a - K
- Kryterium Kresak'a - Pe
- Stałą Tisseranda -T
- Odkegłość aphelium - Q

Idea testowania była prosta. Najpierw wybrano zestaw obiektów na którym przeprowadzono testowanie. W tym przypadku były to obiekty NEA i dostępne komety. Następnie obliczno wartości poszczególnych kryteriów oraz liczbę wyjątków (czyli liczbę ciał nie spełniających danego kryterium) dla obu populacji. Testowanie polegało na analizie zmian owej liczby wyjątków na przestrzeni założonego okresu czasu. Elementy orbitalne planetoid pobrano w formie katalogu ze strony internetowej srwisu NeoDys [1]. Serwis ten zajmuje się publikowaniem w sieci informacji na temat populacji NEO. Dane orbitalne były znormalizowane do jednej epoki - 2452600.5 (odpowiada to dacie 22.11.2002). Epoka ta jest używana w dalszej części pracy jako epoka początkowa. Używany zbiór planetoid NEA liczył 2225 obiektów. Używany katalog komet natomiast zawierał 408 ciał. Były

[1]http://newton.dm.unipi.it/cgi-bin/neodys/neoibo

to komety eliptyczne wybrane z katalogu wydanego w roku 1997, dostępnego w Obserwatorium Astronomicznym UAM. Jest to katalog Marsdena M1997 (Marsden i in. 1997 wyd 12). Katalogi z aktualnymi danymi orbitalnymi komet są w posiadaniu instytucji o nazwie MPC (Minor Planet Center [2]). Instytucja ta jednak pobiera opłaty (i to nie małe) za korzystanie z tych katalogów dlatego niemożliwe było wykorzystania bardziej aktualnych katalogów komet.

W pracy korzystano również z katalogów elementów orbitalnych meteorów. Sześć katalogów zawierało elementy orbitalne policzone na podstawie danych z obserwacji radiowych. Jeden katalog natomiast zawierał elementy orbitalne obliczone na podstawie danych z obserwacji fotograficznych. Źródła tych katalogów: Lindblad B. A. (1991) oraz Lindblad B. A. & Steel D. I. (1993). W sumie katalogi z obserwacji radiowych zawierały 60 759 cząstek. Do badań wykorzystano jednak tylko 59 254 cząstki (po odrzuceniu tych z mimośrodami większymi od jedności). Katalog z obserwacji fotograficznych natomiast zawierał 3 480 cząstek, z których wykorzystano 3 051 cząstek (z tego samego powodu).

Wartości poszczególnych kryteriów obliczano według wzorów prezentowanych w rozdziale pierwszym. Same wartości owych kryteriów dla badanych grup obiektów nie są prezentowane w pracy. Wyniki tych obliczeń posłużyły wyłącznie do wyznacznia liczby ciał, dla których dane kryterium było spełnione lub też nie. Głównym zadaniem było przeanalizowanie na przestrzeni założonego odcinka czasu, zmian liczby obiektów, które nie spełniały poszczególnych kryteriów. Przeprowadzono zatem numeryczne całkowanie równań ruchu tych obiektów na tym odcinku czasu. Równania ruchu obiektów NEA zostały pocałkowane integratorem SWIFT_RMVS3 z pakietu SWIFT. Integrator ten ma ograniczenie co do maksymalnej liczby cząstek testowych. Maksymalna liczba ciał, które można całkować jednocześnie wynosi 1000. Zaistniała zatem konieczność podzielenia badanej populacji NEA na trzy mniejsze zbiory. Podziału dokonano w ten sposób, że utworzono dwie grupy po 1000 cząstek i jedną zawierającą 225 obiektów. Podział ten jednak okazał się bardzo wygodny. Możliwe stało się bowiem przeprowadzenie całkowania równolegle każdej grupy z osobna na oddzielnym komputerze. Przyspieszyło to oczywiści wykonywane obliczenia.

Używane dane orbitalne komet nie były znormalizowane do jednej epoki. Integrator SWIFT_RMVS3 wymaga jednak danych wejściowych podanych na jedną epokę. Bezpośrednie zastosowanie tego integratora okazało się zatem niemożliwe. Jednym ze sposobów rozwiązania tego problemu było zmodyfikowanie kodu integratora lub zastosowanie innego. W tej sytuacji pomocny okazał się pakiet MERCURY. Integratory zawarte w tym pakiecie są skonstruowane tak, by wyrównywać dane orbitalne poszczególnych obiektów do jednej epoki. Dopiero wówczas rozpoczynają właściwe całkowanie. Do całkowania numerycznego równań ruchu

[2]Centrum Małych Planetek

komet wykorzystano integrator Everharta RA15 (RADAU).

Dla obu badanych populacji całkowanie numeryczne przeprowadzono na odcinku czasu 40 tys. lat zaczynając od epoki początkowej. Na tym odcinku czasu wyznaczono kilka punktów pośrednich, w których uzyskiwano dane orbitalne badanych obiektów. Punkty pośrednie przypadały na momenty czasu po 2, 4, 6, 8, 10 i 20 tysiącach lat licząc od epoki początkowej. Całkowanie odbywało się z jednodniowym krokiem początkowym zarówno w przypadku komet, jak i planetoid. Dla każdego z punktów (początkowego, końcowego i pośrednich) dla obu badanych populacji obliczano liczbę ciał, które nie spełniały poszczególnych kryteriów. Wykreślano również diagramy a-e z naniesionymi pozycjami badanych ciał i liniami reprezentującymi testowane kryteria.

Wykreślane diagramy a-e ograniczone są do zakresu od 0 do 1 w mimośrodzie i od 0 do kilku jednostek astronomicznych w półosi wielkiej. W tym obszarze bowiem dochodzi do "przenikania się"populacji komet i planetoid. Graniczne wartości dla poszczególnych kryteriów, rozdzielające populację małych ciał Układu Słonecznego na część kometarną i planetoidalną przedstawiają się następująco:

- $K = 0$ przy czym $K < 0$ dla planetoid i $K > 0$ dla komet,
- $Pe = 2.5$ przy czym $Pe < 2.5$ dla planetoid i $Pe > 2.5$ dla komet,
- $T = 0.58$ przy czym $T > 2.5$ dla planetoid i $T < 0.58$ dla komet,
- $Q = 4.6$ AU przy czym $Q < 4.6$ AU dla planetoid i $Q > 4.6$ AU dla komet.

Jak już było wspomniane, analiza liczby wyjątków od poszczególnych kryteriów, na przestrzeni rozważanego okresu czasu dla badanych populacji NEA i komet była punktem wyjścia do oceny użyteczności badanych kryteriów.

3.2 Wyniki dla populacji planetoid oznaczonych i nieoznaczonych

W pracy tej nie zajmowano się badaniem całej znanej populacji planetoid. Dostępne są jednak w sieci, w postaci katalogów dane orbitalne planetoid oznaczonych (ponumerowanych) i nieoznaczonych (nieponumerowanych). Katalogi te są na bieżąco uaktualniane. Oba katalogi planetoid (oznaczonych i nieoznaczonych) pobrano, w połowie marca 2003 roku, z bazy danych DASTCOM w JPL[3] (Jet Propulsion Laboratory). Katalog planetoid oznaczonych zawierał 55 719 obiektów, katalog planetoid nieoznaczonych natomiast zawierał 100 972 obiektów. Oba

[3] http://www.jpl.nasa.gov/

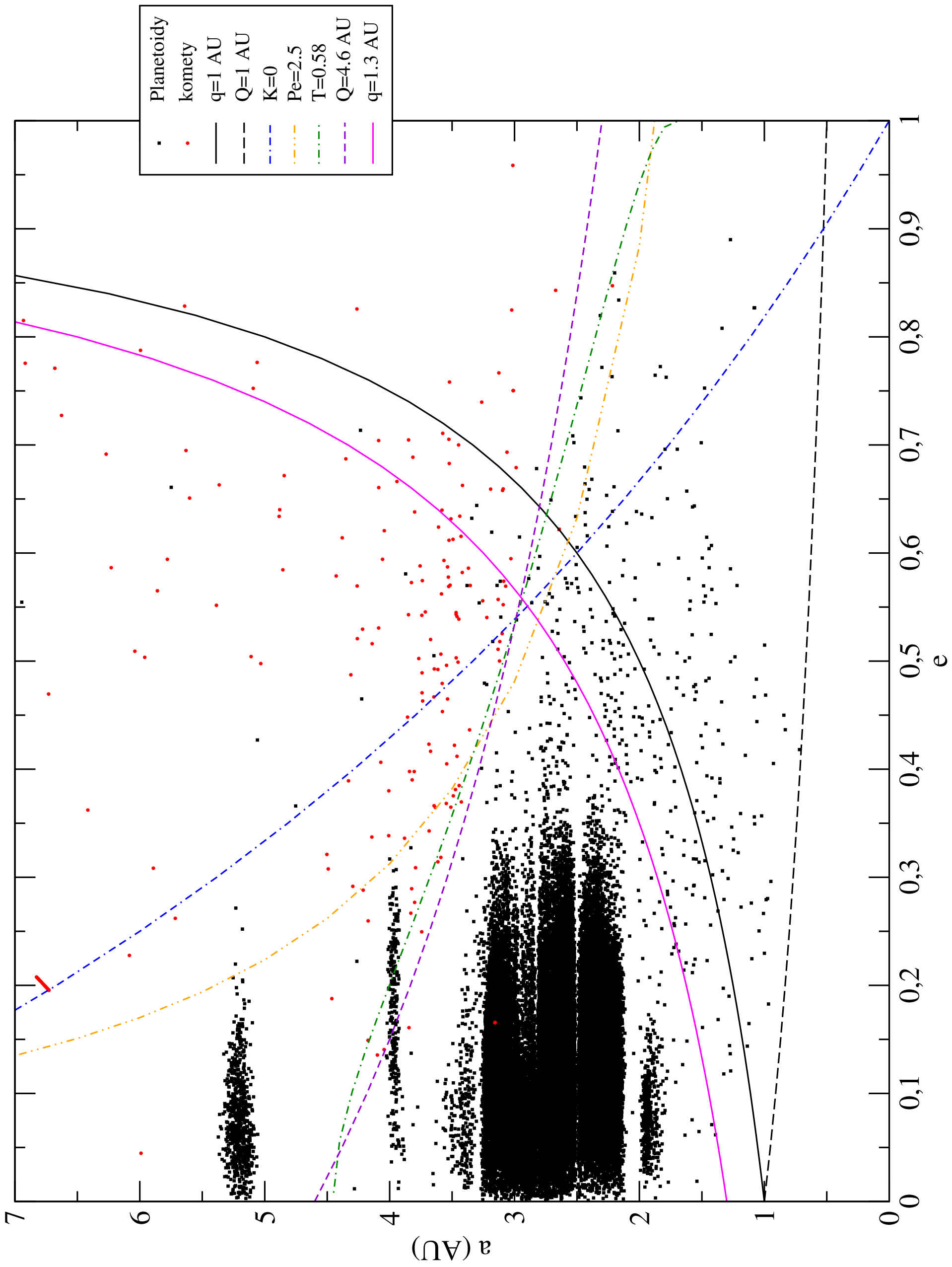
katalogi zawierały dane orbitalne na różne epoki oskulacji. Dane dla części obiektów były podane na tę samą epokę co planetoidy NEA. Dane dla pozostałej części obiektów natomiast dotyczyły epoki o 200 i o 400 dni wcześniejszej.

Tabela 3.1 przedstawia wyniki obliczeń dla obu zbiorów planetoid (oznaczonych i nieoznaczonych). Wyniki prezentowane są w postaci liczby wyjątków dla poszczególnych kryteriów. Podany jest również procentowy udział tych wyjątków w stosunku do całej populacji.

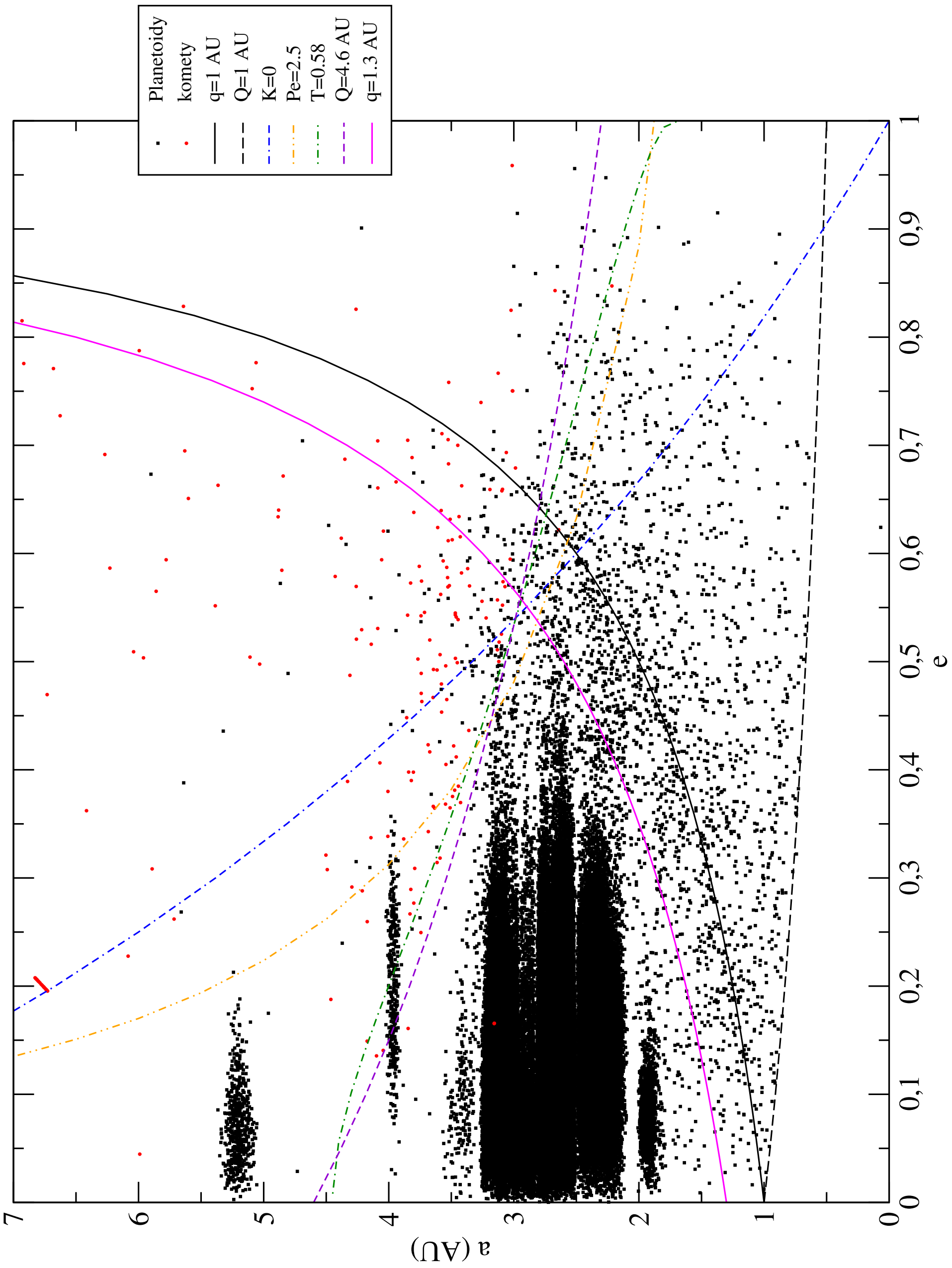
Kryterium	K	Pe	Q	T
Planetoidy oznaczone	122	113	953	823
	0.22%	0.20%	1.71%	1.48%
Planetoidy nieoznaczone	1130	942	1711	901
	1.12%	0.93%	1.69%	0.89%
Wszystkie razem	1252	1055	2664	1724
	0.80%	0.67%	1.70%	1.10%

Tablica 3.1: Tabela przedstawiająca liczby wyjątków od poszczególnych kryteriów dla planetoid oznaczonych i nieoznaczonych z osobna i wszystkich razem (podane są również wartości procentowe).

Diagramy a-e dla planetiod oznaczonych i nieoznaczonych przedstawione są na rysunkach 3.1 i 3.2 odpowiednio. Czarnymi punktami oznaczone są planetoidy. Nie wszystkie planetoidy znajdują się na tych wykresach. Powodem tego jest ogranicznie prezentowanego zakresu półosi wielkich do 7 AU. Dodatkowo, dla porównania na wykresach prezentowane są komety (oznaczone czerwonymi punktami). Są to wspomniane już wcześniej komety (408 obiektów) sprowadzone do epoki początkowej integratorem RA15. W prezentownym zakresie mieści się tylko niecała połowa badanych komet. Poszczególne linie na wykresie prezentują odpowiednie kryteria. Linia $q = 1.3$ AU wyznacza formalną granicę populacji NEO. Linie $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU wyznaczają obszar, w którym obiekty mogą przecinać orbitę ziemską (dokładny opis znajduje sie w legendzie umieszczonej na każdym wykresie). Z porównania tych wykresów widać, że większość populacji NEA stanowią planetoidy nieoznaczone. Jest to spowodowane tym, że tempo odkrywania nowych obiektów z tej populacji jest większe niż potwierdzanie orbit odkrytych planetoid i nadawanie im oznaczeń.



Rysunek 3.1: Diagram a-e dla populacji planetoid oznaczonych i komet. Czarne punkty oznaczają poszczególne planetoidy natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalną granicę populacji NEO.



Rysunek 3.2: Diagram a-e dla populacji planetoid nieoznaczonych i komet. Czarne punkty oznaczają poszczególne planetoidy natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalną granicę populacji NEO.

3.3 Wyniki dla populacji NEA i komet.

Tabele 3.2, 3.3przestawiają wyniki otrzymane dla populacji NEA i komet .

NEA	Kryterium K		Kryterium Pe		Kryterium Q		Kryterium T	
	Licz.	Proc.	Licz.	Proc.	Liczb.	Proc.	Licz.	Proc.
epoka począt.	375	16.85%	237	10.65%	92	4.13%	122	5.48%
po 2 tys. lat	363	16.31%	213	9.57%	81	3.64%	118	5.30%
po 4 tys. lat	308	13.84%	196	8.81%	74	3.33%	103	4.63%
po 6 tys. lat	327	14.70%	194	8.72%	69	3.10%	104	4.67%
po 8 tys. lat	327	14.70%	205	9.21%	78	3.51%	97	4.36%
po 10 tys. lat	325	14.61%	194	8.72%	80	3.60%	103	4.63%
po 20 tys. lat	323	14.52%	197	8.85%	79	3.55%	115	5.17%
po 40 tys. lat	350	15.73%	202	9.08%	91	4.09%	114	5.12%

Tablica 3.2: Tabela przedstawiająca liczbę wyjątków od poszczególnych kryteriów dla populacji NEA w kolejnych momentach czasu (podane są również wartości procentowe w stosunku do całej populacji). Liczba wszystkich obiektów badanej populacji NEA wynosiła 2225.

Komety	Kryterium K		Kryterium Pe		Kryterium Q		Kryterium T	
	Licz.	Proc.	Licz.	Proc.	Liczb.	Proc.	Licz.	Proc.
epoka począt.	53	12.99%	28	6.86%	9	2.21%	14	3.43%
po 2 tys. lat	80	19.61%	53	12.99%	27	6.62%	45	11.03%
po 4 tys. lat	67	16.42%	41	10.05%	26	6.37%	34	8.33%
po 6 tys. lat	67	16.42%	38	9.31%	18	4.41%	35	8.58%
po 8 tys. lat	54	13.23%	36	8.82%	18	4.41%	33	8.09%
po 10 tys. lat	59	14.46%	33	8.09%	21	5.15%	37	9.07%
po 20 tys. lat	55	13.48%	37	9.07%	18	4.41%	40	9.80%
po 40 tys. lat	49	12.01%	31	7.60%	19	4.66%	37	9.07%

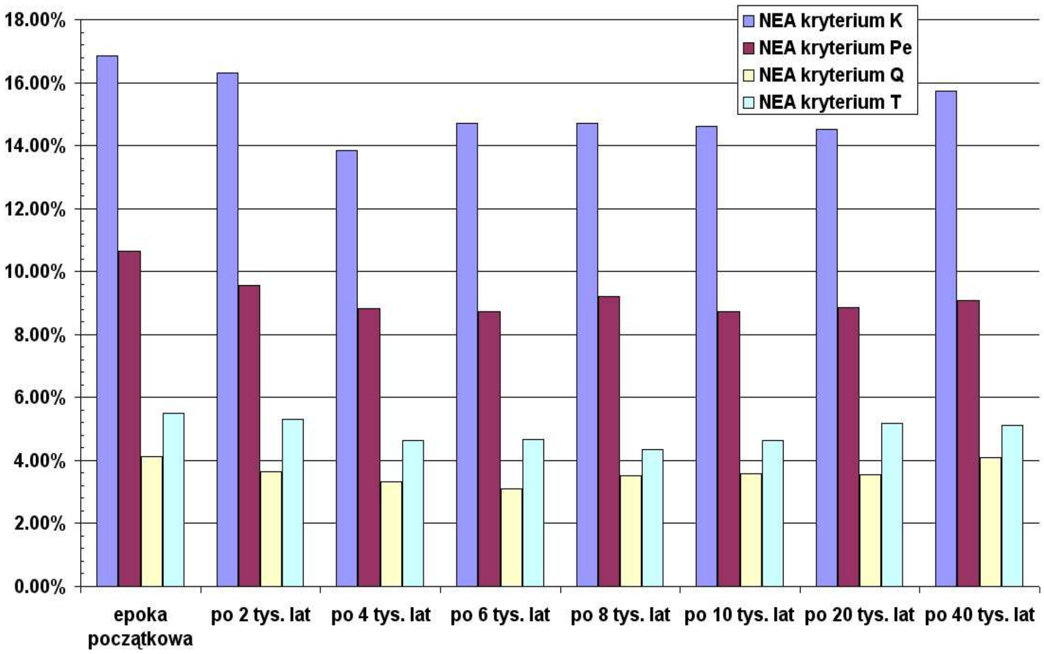
Tablica 3.3: Tabela przedstawiająca liczbę wyjątków od poszczególnych kryteriów dla populacji komet w kolejnych momentach czasu (podane są również wartości procentowe w stosunku do całej populacji). Liczba wszystkich obiektów badanej populacji komet wynosiła 408.

Pokazują one liczbę wyjątków dla poszczególnych kryteriów w kolejnych momentach czasu. Tabela 3.2 przedstawia wyniki dla populacji NEA. Tabela 3.3 natomiast pokazuje wyniki dla populacji komet. Wyniki przedstawione są w formie bezpośredniej liczby wyjątków w każdej populacji, jak i w formie prcentowego udziału tych wyjątków w stosunku do całej populacji.

Liczba wszystkich obiektów populacji NEA nie zmieniała sie podczas całkowania numerycznego a ich liczba wynosiła 2225. W przypadku komet liczba obiektów ulegała stopniowemu zmniajszaniu. Spowodowane to było narzuconymi parametrami całkowania. Odległość maksymalna, do której obiekty miały być całkowane wynosiła 1000 AU. Te obiekty, które przekroczyły tę odległość zostały odrzucone i nie były brane pod uwagę w dalszych etapach całkowania. Ponad to kilka komet (dokładnie 9) zostało usuniętych w wyniku kolizji. Niestety nie można było określić jednoznacznie z jakimi obiektami dochodziło do zderzeń. W pliku wyjściowym w miejscach gdzie program powinien wypisywać nazwe obiektu, z którym nastąpiła kolizja tej nazwy po prostu nie było. W epoce początkowej liczba komet wynosiła 408. Po 2 tys. lat liczba ta zmalała do 407, po 4 tys. lat do 334, po 6 tys. lat do 331, po 8 tys. lat do 329, po 10 tys. lat do 325, po 20 tys. lat do 312, natomiast po 40 tys. lat do 294. Wartości procentowe w każdym momencie liczone były w stosunku do początkowej liczby obiektów (czyli 408). Obiekty, które przekroczyły odległość od Słońca 1000 AU miały typowo kometarne orbity i powinny spełniać poszczególne kryteria. Trzeba było zatem uwzględnić je przy liczeniu procentowewgo udziału wyjątków w stosunku do całej populacji. W przypadku komet, które uległy kolizji sytuacja była podobna. Wszystkie one miały bardzo małe odległości peryhelium i mimośrody bardzo bliskie jedności. Orbity o takich parametrach są typowo kometarne, zatem komety te również powinny spełniac poszczególne kryteria. Warto w tym momencie dodać, że na podstawie analizy wartości odległości peryhelium i mimośrodów tych komet można wysnuć pewien wniosek. Najprawdopodobniej obiektem, w który uderzyły wspomniane komety było Słońce.

Wyniki prezentowane w tabelach 3.2 i 3.3 zilustrowane są wykresami pokazanymi na rysunkach 3.3 i 3.4 dla populacji NEA i komet odpowiednio. Oba wykresy pokazują (w formie wykresu słupkowego) procentowy udział liczby wyjątków w stosunku do liczebności całej populacji w kolejnych momentach czasu. Odpowiednimi kolorami zaznaczone są poszczególne kryteria (szczegółowy opis kolorów znajduje sie w legendzie przy każdym wykresie).

Z porównania rysunków 3.3 i 3.4 widać, że liczby wyjątków w kolejnych momentach czasu wykazują większą stabilność w przypadku populacji NEA niż w przypadku komet. Liczba ciał niespełniających poszczególnych kryteriów dla obiektów NEA zmienia się w kolejnych momentach czasu ale w stosunkowo niewielkim stopniu. Ponadto widać, że dla kryteriów Q i T wyniki wykazują największą stabilność, natomiast największe wahania pojawiają się w przypadku kryterium K. Podobne zachowanie wyników dla kryteriów Q i T może wynikać z faktu, iż na diagramie a-e linie reprezentujące wartości graniczne dla obu tych kryteriów biegną dość blisko siebie, a w dwóch miejscach dochodzi wręcz do ich

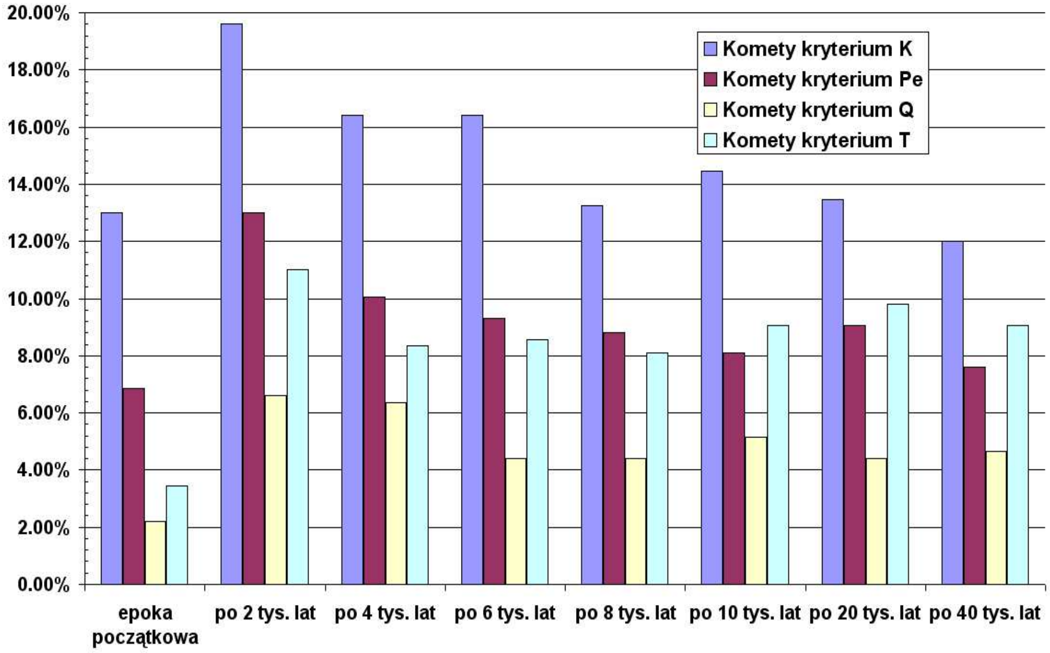


Rysunek 3.3: Procentowy udział liczby wyjątków dla poszczególnych kryteriów w stosunku do całej populacji dla obiektów NEA na kolejne momenty czasu. Poszczególne kolory oznaczają odpowiednie kryteria (szczegóły w legendzie na wykresie).

przecięcia się.

Liczba wyjątków wśród populacji NEA w przypadku kryterium Q jest najmniejsza w porównaniu z pozostałymi kryteriami (patrz tabela 3.2). Dla całej populacji planetoid sytuacja jest odwrotna. Liczba wyjątków w tym przypadku jast największa w porównaniu z pozostałymi kryteriami zarówno dla planetoid oznaczonych i nieoznaczonych (patrz tabela 3.1). Ponieważ nie przeprowadzono całkowania numerycznego całej populacji planetoid, nie można określić jak badane kryteria zachowywałyby sie na przestrzeni dłuższego odcinka czasu dla wszystkich planetoid. Na podstawie otrzymanych wyników można stwierdzić, że w przypadku obiektów NEA najbardziej wiarygodne ze wszystkich badanych kryteriów jest kryterium Q. Najmniejsza liczba wyjątków i największa stabilność wyników na dłuższym interwale czasu dla tego kryterium pozwalają na wydanie takiego osądu.

Dla komet sytuacja wygląda nieco bardziej interesująco. Po pierwsze zastanawia duży skok w liczbie wyjątków jaki następuje między epoką początkową a pierwszym punktem pośrednim (patrz tabela 3.3 lub rysunek 3.4). Skok ten w



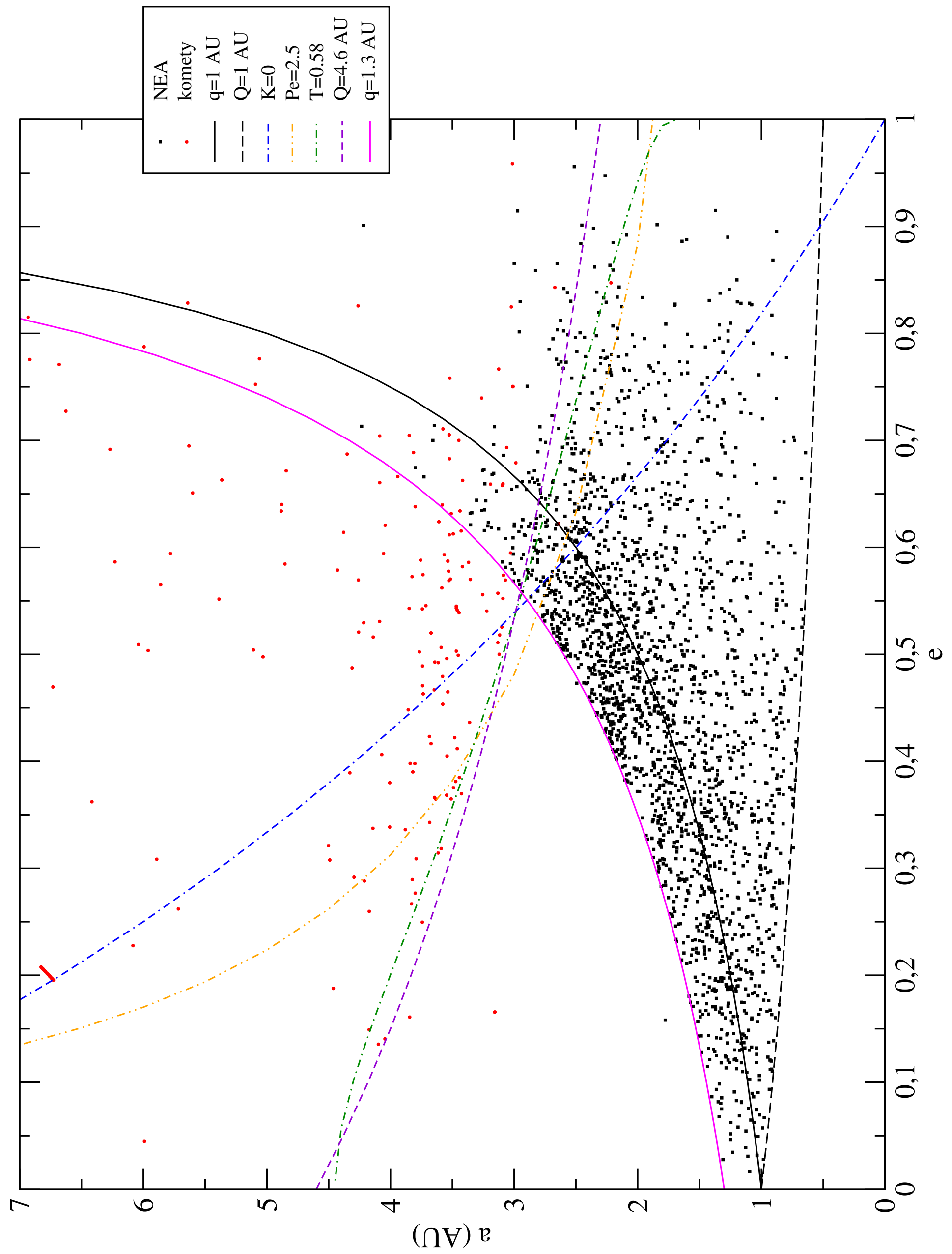
Rysunek 3.4: Procentowy udział liczby wyjątków dla poszczególnych kryteriów w stosunku do całej populacji dla komet na kolejne momenty czasu. Poszczególne kolory oznaczają odpowiednie kryteria (szczegóły w legendzie na wykresie).

przypadku kryterium Q oraz T jast nawet trzykrotny. Jest on tym bardziej zastanawiający, ponieważ w kolejnych momentach czasu zachowanie się liczby wyjątków nie wykazuje już tak dużych zmian (mimo że zmiany te są większe niż w przypadku populacji NEA). Trudno w tym miejscu powiedzieć coś konkretnego na temat przyczyn tego skoku. Być może powód tkwi w procedurze, która wyrównuje obiekty do wspólnej epoki. Pomijając jednak tę kwestię sytuacja jest podobna jak dla populacji NEA. Ignorując wynik dla epoki początkowej można zauważyć, że najmniejsze wahania liczby wyjątków obserwuje się dla kryterium Q. Największe natomiast dla kryterium K. Również, podobnie jak dla obiektów NEA, wśród komet najmniej wyjątków jest w przypadku kryterium Q. Najwięcej natomiast dla kryterium K.

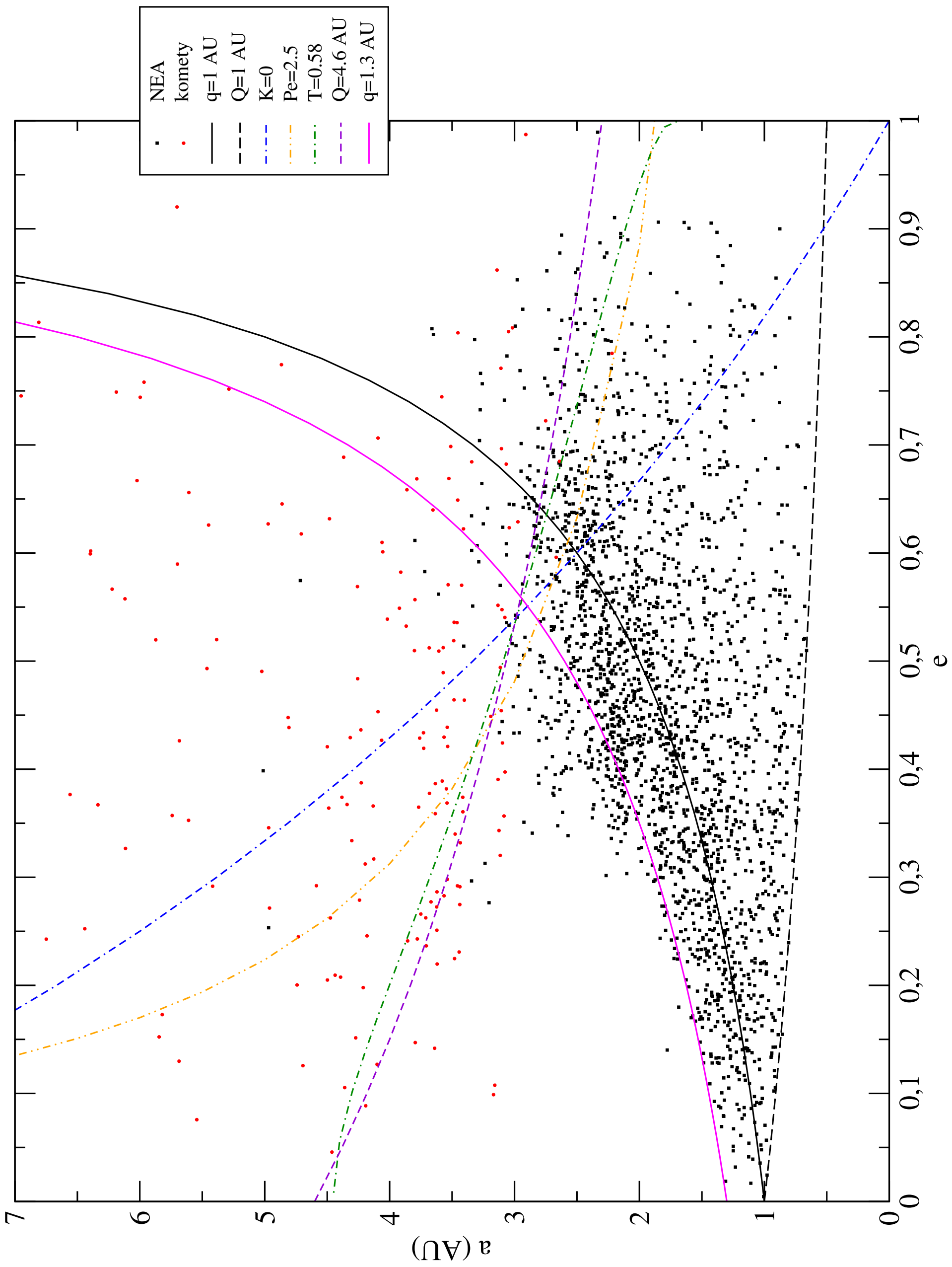
Diagramy a-e dla populacji NEA i komet na poszczgólne momenty czasu przedstawione są na kolejnych rysunkach: 3.5, 3.6, 3.7, 3.8, 3.9, 3.10, 3.11 i 3.12. Na wykresach czarne punkty oznaczają obiekty NEA a czerwone komety. Ponadto linie $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU ograniczają od lewej strony obszar, w którym może dochodzić do przecinania się orbity obiektu i orbity Ziemi. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalną granicę zewnętrzną populacji NEA. Na diagramach zaznaczone są również poszczególne kryteria (szczegóły na legendzie przy każdym wykresie). Podobnie jak na poprzednich diagramach tylko część komet mieści się w prezentowanym zakresie.

Na rysunku 3.6 widać, że część obiektów populacji NEA opuściła obszar ograniczony linią $q = 1.3$ AU. Ta granica jest czysto formalna i wynika z efektu selekcji obserwacji. Obiekty z tej populacji są stosunkowo niewielkie i mogą być obserwowowane wyłącznie w pobliżu Ziemi. Nie oznacza to oczywiście, że poza tym obszarem nie me tego typu obiektów. Przeprowadzone symulacje potwierdzają to, pokazując, że część tych obiektów ewoluluje w kierunku większych półosi wielkich.

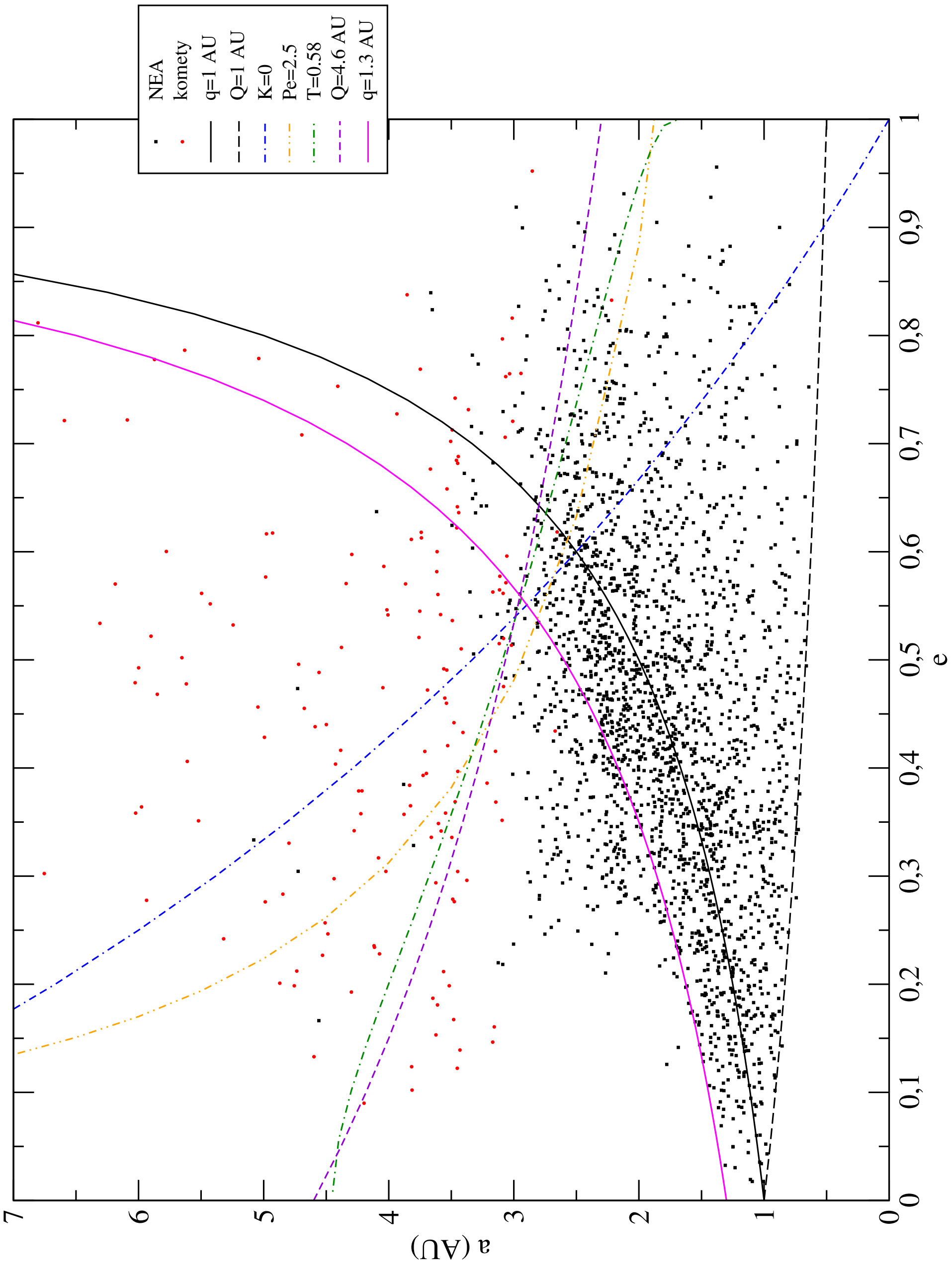
Na diagramach a-e widać że populacja NEA rozciąga się znacznie na stosunkowo szeroki zakres mimośrodów. Powoduje to, że dość dużo obiektów NEA (kilkanaście procent) nie spełnia kryterium K. Na diagramie a-e widać, że linia odpowiadająca granicznej wartości kryterium K, biegnie pod dużo większym kątem do poziomej osi, niż linia odpowiadająca granicznej wartości kryterium Q. Na diagramach a-e widać, że dla przypadku obiektów NEA i komet kryterium Q skuteczniej dzieli te dwie populacje niż kryterium K. Pozostałe dwa kryteria plasują się gdzieś pomiędzy wspominianymi dwoma.



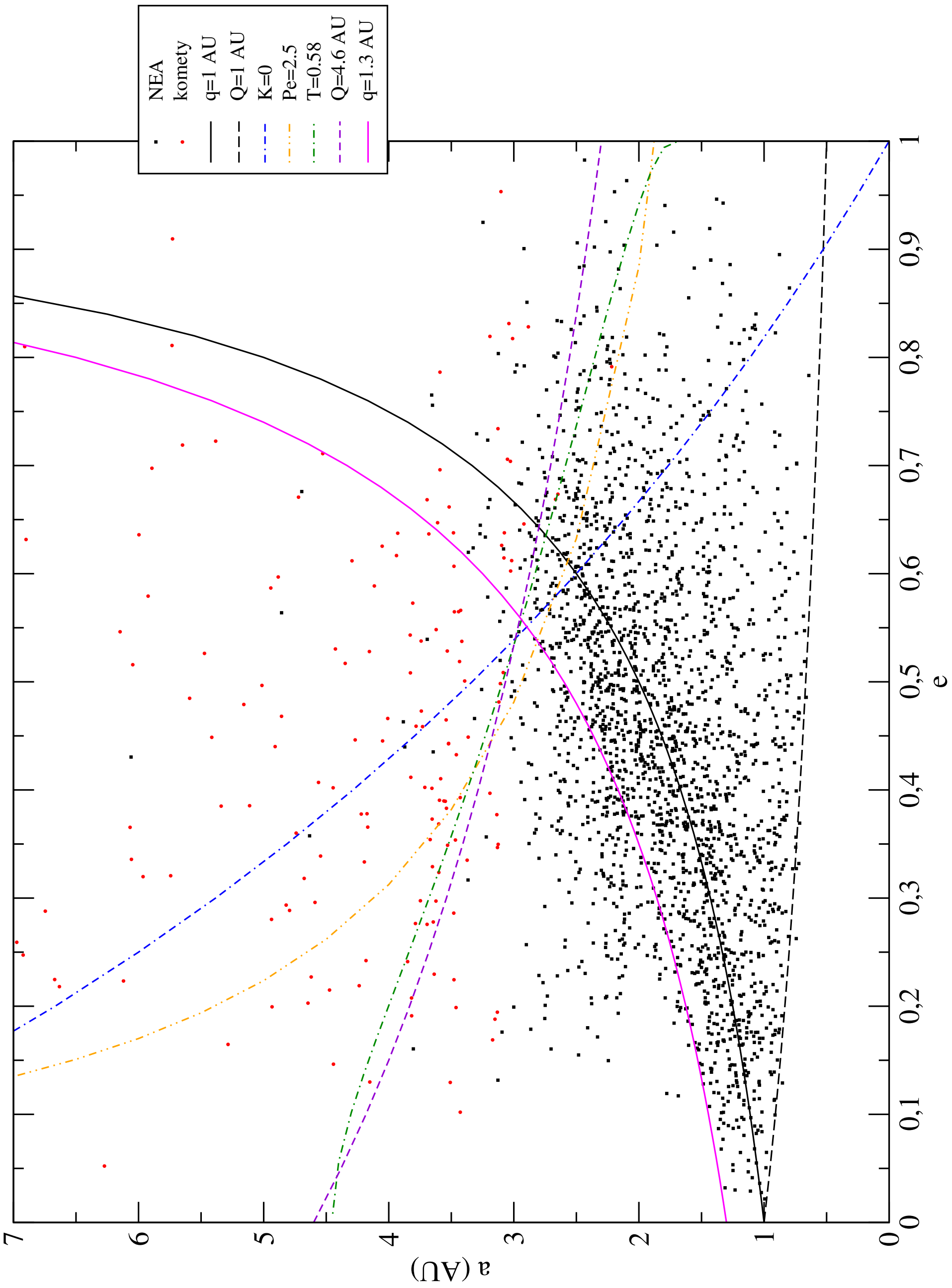
Rysunek 3.5: Diagram a-e dla populacji NEA i komet na epokę początkową. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



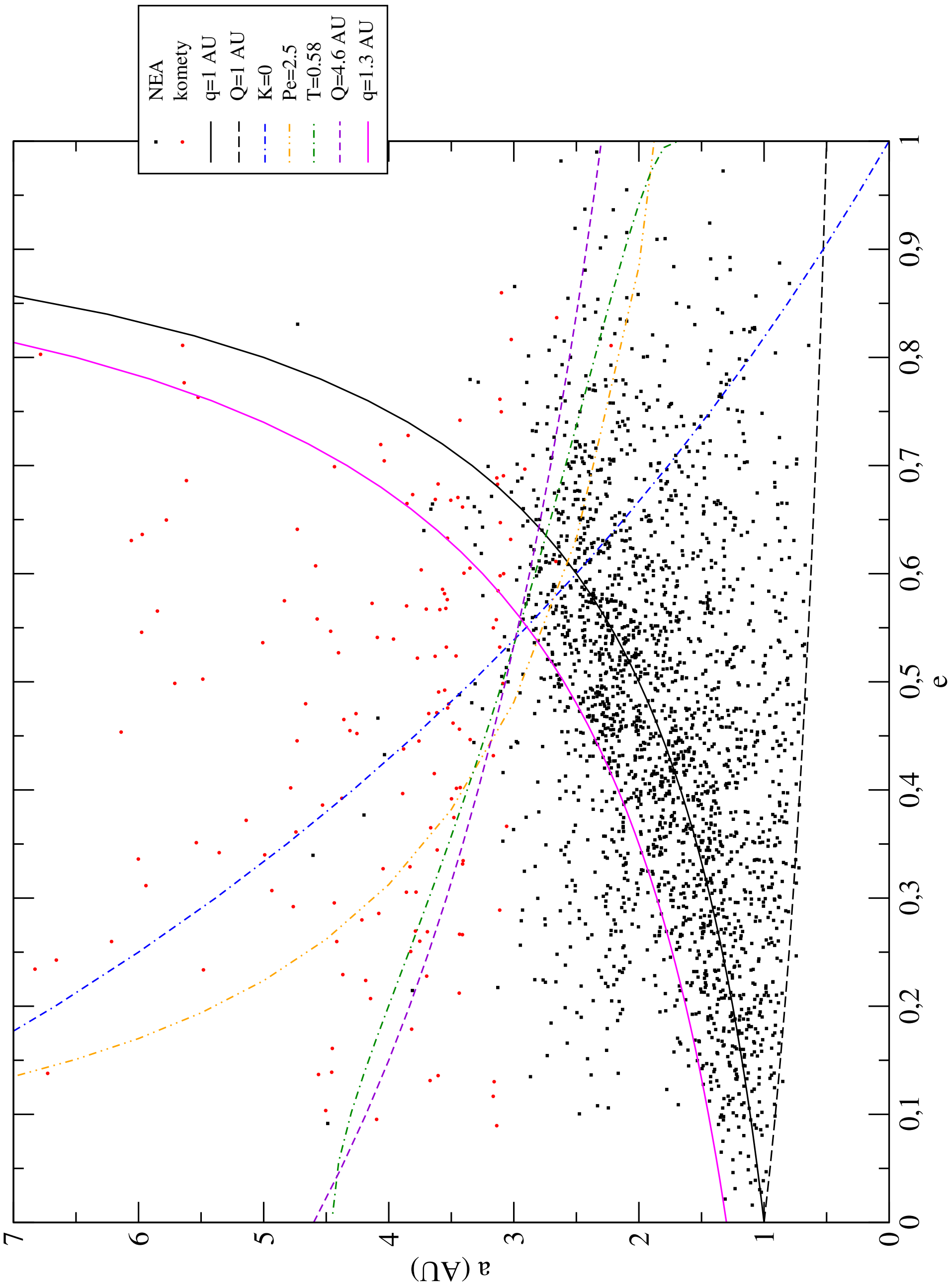
Rysunek 3.6: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 2 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



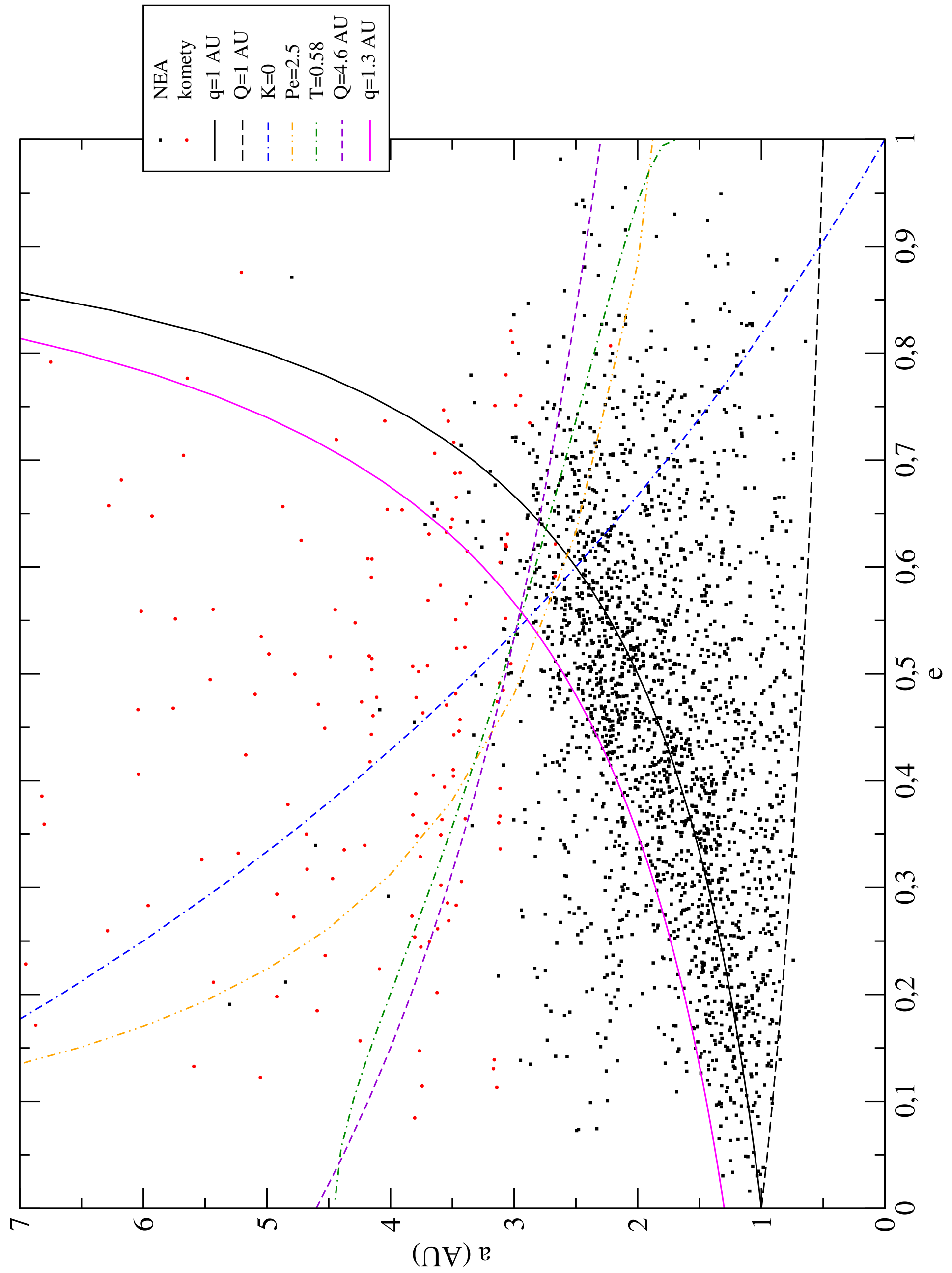
Rysunek 3.7: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 4 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



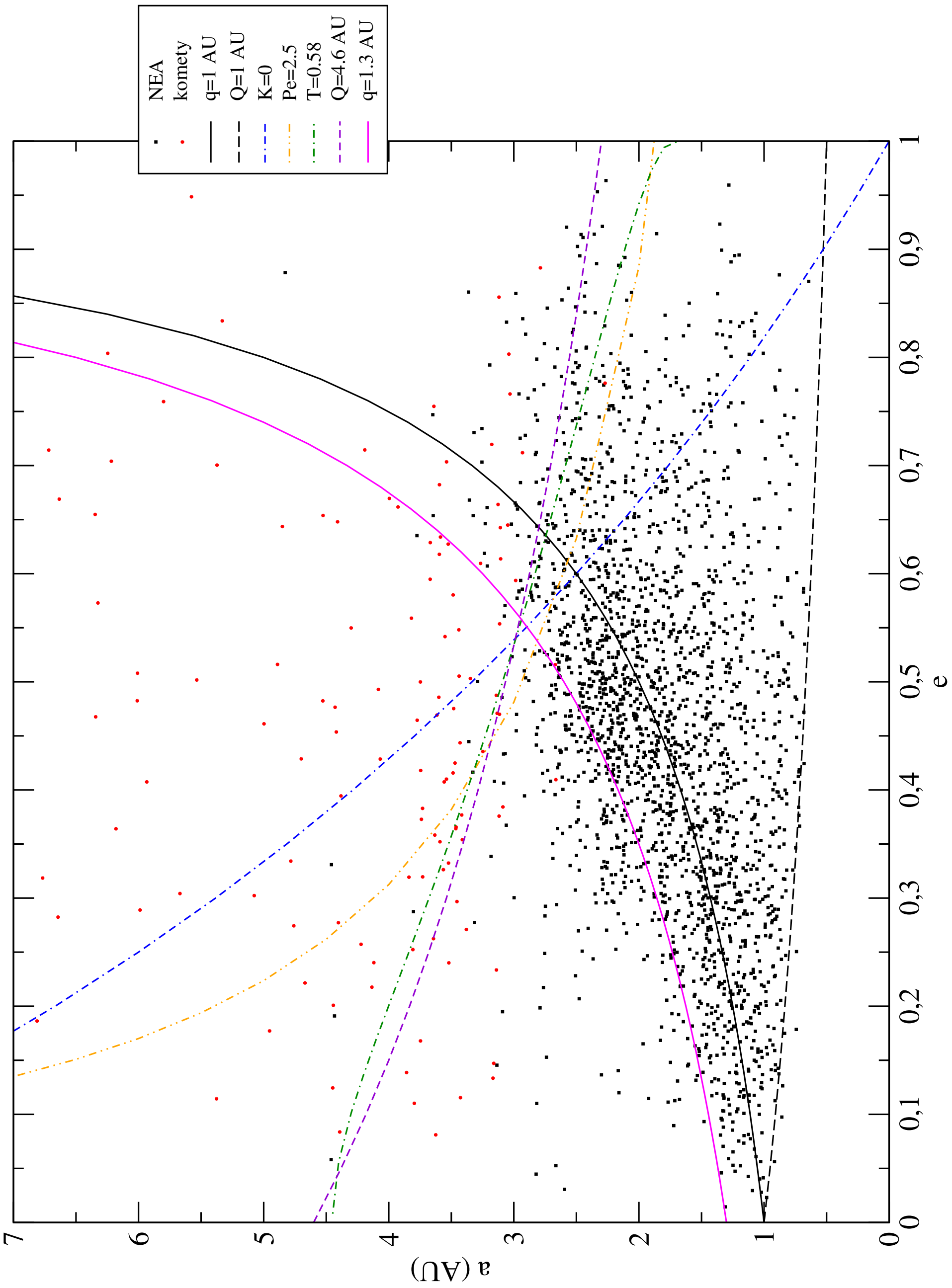
Rysunek 3.8: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 6 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



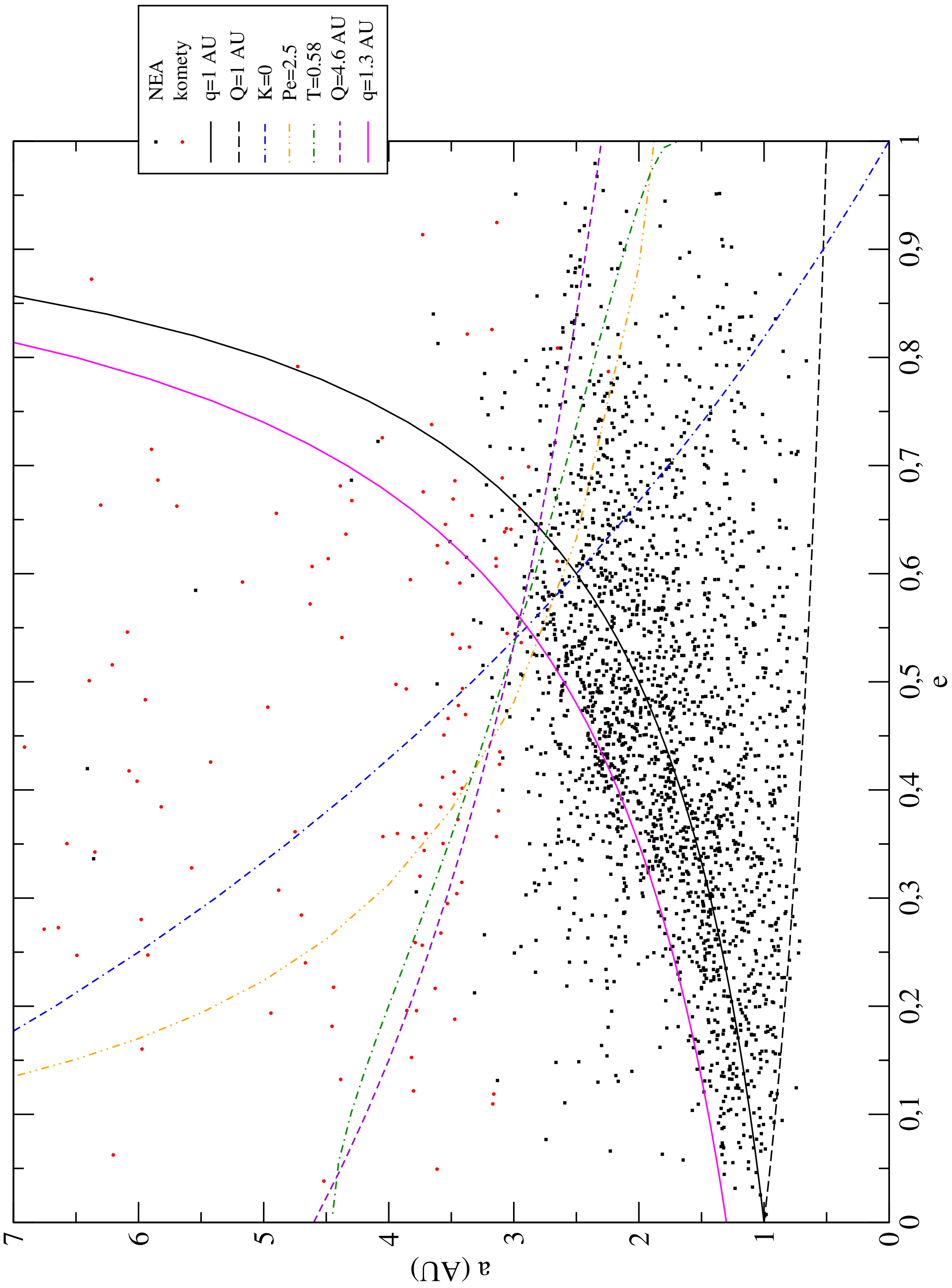
Rysunek 3.9: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 8 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



Rysunek 3.10: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 10 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



Rysunek 3.11: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 20 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.



Rysunek 3.12: Diagram a-e dla populacji NEA i komet po 40 tys. lat od epoki początkowej. Czarne punkty oznaczają obiekty NEA natomiast komety oznaczone sa czerwonymi punktami. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską. Linia $q = 1.3$ AU stanowi formalna granicę populacji NEO.

Rozdział 4

Źródło meteorów

Na podstawie badanych kryteriów można dokonać podziału populacji meteorów na dwie grupy: te, które pochodzą z komet i te, które pochodzą od planetoid. W tym celu policzono wartości kryteriów, a na podstawie otrzymanych wyników dokonano podziału dostępnej populacji meteoroidów. Jak już wcześniej zostało wspomniane do tego celu użyto katalogi elementów orbitalnych meteorów pochodzących z obserwacji radiowych i fotograficznych. Obliczenia i diagramy a-e zostały wykonane osobno dla meteorów z katalogów radiowych i meteorów z katalogu fotograficznego. Katalogi radiowe zawierały 60 759 cząstek, z których (po odrzuceniu tych z mimośrodami większymi od jednoiści) do obliczeń wykorzystano 59 254 cząstki. Katalog fotograficzny natomiast zawierał 3 480 cząstek, z których wykorzystano 3 051 cząstek.

kryterium	K	Pe	Q	T
meteory pochodzenia	32191	43577	47014	45394
planetoidalnego	54.33%	73.54%	79.34%	76.61%
meteory pochodzenia	27063	15677	12240	13860
kometarnego	45.67%	26.46%	20.66%	23.39%

Tablica 4.1: Tabela przedstawiająca liczbę meteorów pochodzenia planetoidalnego i kometarnego wedlug poszczególnych kryteriów. Tabela przedstawia wyniki dla meteorów z katalogów radiowych (w sumie 59 254 obiekty).

Wyniki obliczeń dla meteorów z katalogów radiowych przedstawione są w tabeli 4.1, natomiast dla meteorów z katalofu fotograficznego w tabeli 4.2. Tabele ta przedstawiają liczbę meteorów, które według poszczególnych kryteriów mają pochodzenie planetoidalne bądź też kometarne. Przedstawiony jest również procentowy udział obu grup meteorów w stosunku do całej populacji.

Warto zaznaczyć, że istnieje wyraźna różnica między meteorami zaobserwowanymi radiowo i fotograficznie. Za pomocą obserwacji radiowych można ob-

kryterium	K	Pe	Q	T
meteory pochodzenia	595	1133	1467	1323
planetoidalnego	19.50%	37.14%	48.08%	43.36%
meteory pochodzenia	2456	1918	1584	1728
kometarnego	80.50%	62.86%	51.92%	56.64%

Tablica 4.2: Tabela przedstawiająca liczbę meteorów pochodzenia planetoidalnego i kometarnego według poszczególnych kryteriów. Tabela przedstawia wyniki dla meteorów z katalogu fotograficznego (w sumie 3051 obiektów).

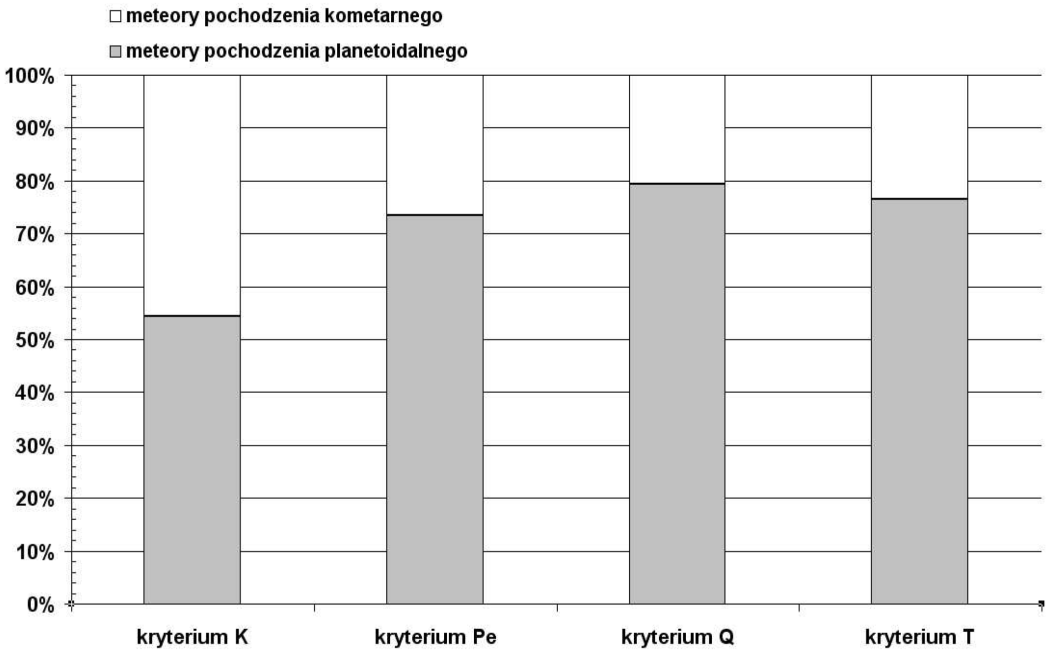
serwować nawet bardzo małe cząstki (rzędu mikrometrów), mniejwięcej do 12 wielkości gwiazdowej. Za pomocą obserwacji fotograficznych natomiast można zaobserwować tylko większe cząstki, maksymalnie do około 3 wielkości gwiazdowej. Stąd, mamy tu do czynienia z obiektami o wyraźnie różnych rozmiarach i masach, dla których odmienną rolę w ewolucji dynamicznej pełnią oddziaływania niegrawitacyjne. I prawdopodobnie w tym należy szukać przyczyny rozbieżności między rezultatami dla meteorów radiowych i fotograficznych.

Wyniki przedstawione w tabelach 4.1 i 4.2 zilustrowane są odpowiednimi wykresami. Rysunki 4.1 i 4.2 przedstawiają wykresy dla meteorów z katalogów radiowych i katalogu fotograficznego odpowiednio. Słupki przedstawiaja procentowy udział meteorów pochodzenia planetoidalnego (kolor szary) i kometarnego (kolor biały) do całej populacji. Poszczególne słupki reprezentują kolejne kryteria.

Na rysunku 4.1 widać, że większość meteorów jest pochodzenia planetoidalnego. Ponieważ są to wyniki dla meteorów obserwowanych radiowo, większość cząstek ma bardzo małe rozmiary. Dla kryterium Q, które wypadło najlepiej w testach podziału populacji NEA i komet, procent meteorów pochodzenia plenetoidalnego jest największy wśród badanych kryteriów. Dla kryterium K natomiast procent ten jest najmniejszy.

Dla meteorów obserwowanych fotograficznie sytuacja jest odwrotna. Większość meteorów jest pochodzenia kometarnego. W tym przypadku jednak mamy do czynienia z cząstkami o wiekszych rozmiary niż meteory obserwowane radiowo. Stąd ta różnica w porównaniu z wynikami dla populacji meteorów obserwowanych radiowo. Ponadto dla kryterium K procentowy udział meteorów pochodznia kometarnego w stosunku do całej populacji jest największy z badanych kryteriów. Dla kryterium Q natomiast najmniejszy, a meteorów pochodzenia kometarnego jest prawie tyle samo (z niewielka przewagą) co meteorów pochodzenia planetoidalnego. Powstaje pytanie, które kryterium w tym przypadku lepiej oddaje rzeczywisty stan rzeczy? Zostawmy to pytanie chwilowo bez odpowiedzi.

Z tych rozważań wysuwa się wniosek, że populacja meteorów pochodzenia planetoidalnego powinna składać sie głównie z małych cząstek. W skład popu-

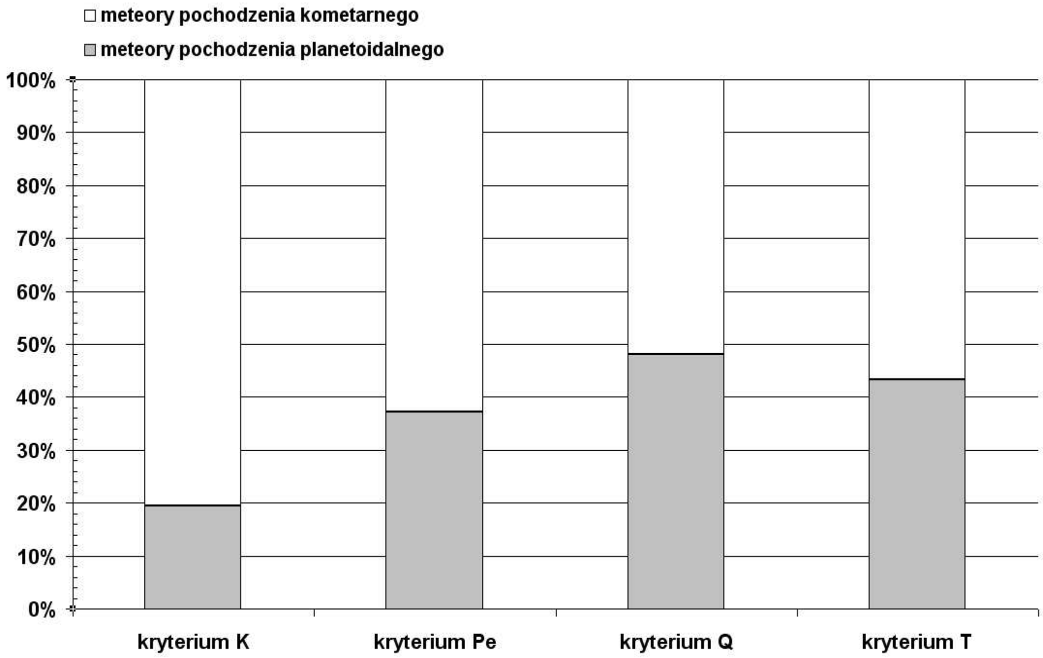


Rysunek 4.1: Procentowy udział meteorów pochodzenia planetoidalnego i kometarnego w stosunku do całej populacji dla meteorów z katalogów radiowych. Kolorem szarym oznaczone są meteory pochodzenia planetidalnego a białym kometarnego.

lacj meteorów pochodzenia kometarnego natomiast powinny wchodzić głównie cząstki większe.

Diagram a-e dla meteorów z katalogów radiowych przedstawiony jest na rysunku 4.3. Na diagramie czarne punkty oznaczają meteory. Ponadto zaznaczone są linie $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU oraz poszczególne kryteria (szczegóły na legendzie przy każdym wykresie). Warto zwrócić uwagę na charakterystyczną strukturę pionowych i pozoiomych linii w rozkładzie meteorów na diagramie. Jest ona spowodowana sposobem redukcji obserwcji radiowych (sposobem obliczania elemenetów orbitalnych z danych obserwacyjnych).

Diagram a-e dla meteorów z katalogu fotograficznego przedstawiony jest na rysunku 4.4. Oznaczenia na diagramie są identyczne jak na rysunku 4.3. Warto zwrócić uwage na zgrupowanie mateorów w prawym dolnym obszarze wykresu (na rysunku 4.4 lepiej widoczne). Widoczna jest tam grupa meteorów o podobnych elementach orbitalnych. To wskazuje na wspólne źródło tych meteorów. Można zatem stwierdzić, że meteory te należały do strumienia meteorów. Umiejscowienie tego zgrupowania na diagramie a-e sugeruje, że są to meteory pocho-



Rysunek 4.2: Procentowy udział meteorów pochodzenia planetoidalnego i kometarnego w stosunku do całej populacji dla meteorów z katalogu fotograficznego. Kolorem szarym oznaczone są meteory pochodzenia planetidalnego a białym kometarnego.

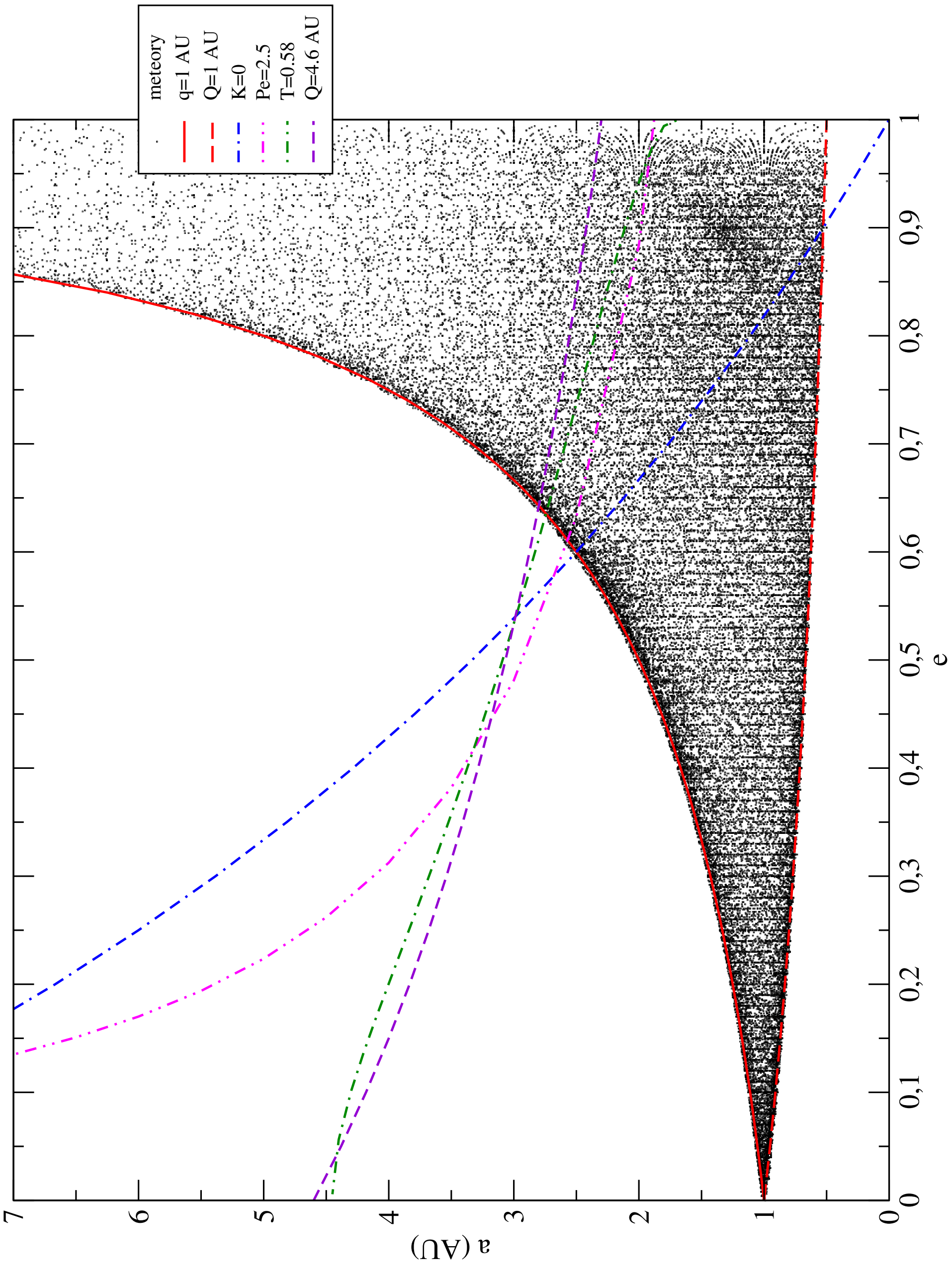
dzące ze strumienia Geminid. Jest to strumień, którego cząstki obserwowane są w grudniu w formie deszczu meteorów zwanego Geminidami (od gwiazdozbioru bliźniąt w którym znajduje jego radiant). Okazuje się, że według kryteriów Q, T oraz Pe meteory z tego roju są pochodzenia planetoidalnego a tylko kryterium K wskazuje na kometarne pochodzenie. Ponieważ znane jest ciało macierzyste strumienia Geminid, jest nim planetoida 3200 Phaethon, stąd przypadek ten świadczy o większej wiarygodności kryteriów Q, T oraz Pe.

Początki obserwacji deszczu meteorów nazwanego potem Geminidami datuje się na początki lat 60-tych XIX wieku. W roku 1862 Robert P. Greg znalazł radiant tego roju ($\alpha = 100^O$ i $\delta = +33^O$) i ustalił okres jego pojawiania się na 10-12 grudnia. Lata następne przyniosły kolejne wyznaczenia zarówno radiantu jak i okresu występowania tego roju przez niezależnych obserwatorów. Znaczącym krokiem w badaniach tego roju było ustalenie przez Freda L. Whipple'a w 1947 roku, na podstawie obszernego materiału obserwacyjnego elementów orbitalnych macierzystego strumienia tego roju. Whipple znalazł okres, który wynosił tylko troche ponad półtora roku oraz duży mimośród i małe nachylenie. Od tego momentu rozpoczęły się poszukiwania ciała macierzystego tego strumienia. Problematyczny był jego bardzo krótki okres orbitalny, bowiem nie obserwowano komet o tak krótkim okresie obiegu. Pojawiło się wiele teorii tłumaczących powstanie tego strumienia i powiązanie go z jakąś kometą macierzystą. 11 października 1983 roku wśród danych zebranych podczas obserwacji przez satelitę IRAS Simon Green i John K. Davies znaleźli szybko poruszający sie obiekt. Nastepnej nocy Charles Kowal potwierdził istnienie tego ciała, przeprowadzając fotograficzne obserwacje za pomocą 48-calowego teleskopu Schmidta. Gdy tylko policzono orbitę tego obiektu okazało sie, że jest ona prawie identyczna z orbitą strumienia Geminidów. Po potwierdzeniu orbity planetoida ta otrzymała oznaczenie i nazwę 3200 Phaethon. Był to pierwszy przypadek połączenia strumienia meteorów z planetoidą. Zestawienie elementów orbitalnych strumienia Geminid i planetoidy 3200 Phaethon (należącej do grupy planetoid Apollo) przedstawione są w tabeli 4.3

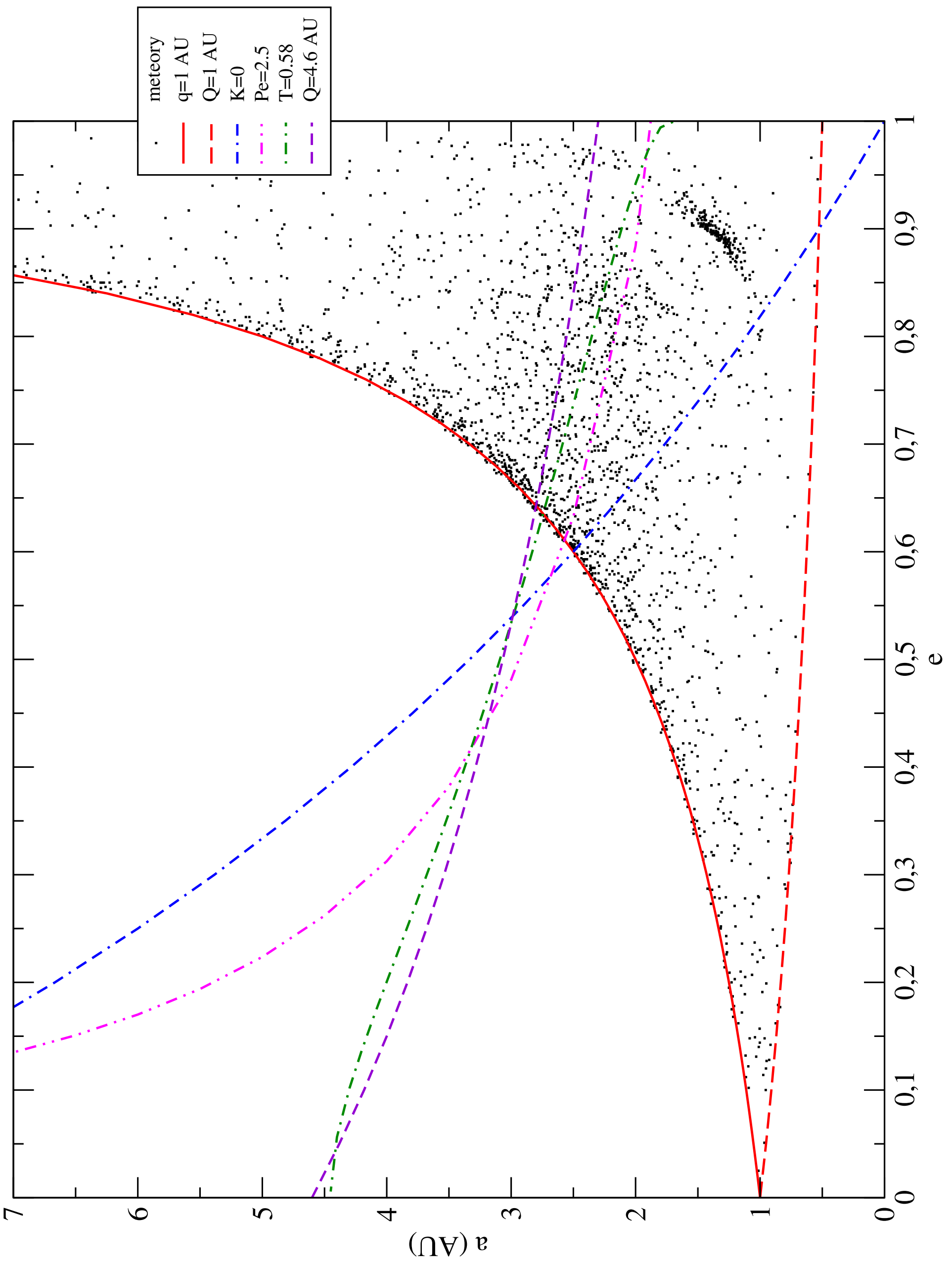
	Geminidy	Phaethon
argument peryhelium	$324^o.1$	$322^o.0$
długość węzł. wstęp.	$262^o.0$	$265^o.4$
nachylenie	$23^o.9$	$22^o.1$
odległość peryhelim	0.143 AU	0.140 AU
mimośród	0.896	0.890
półoś wielka	1.612 AU	1.271 AU

Tablica 4.3: Tabela przedstawiająca elementy orbitalne strumienia Geminid (na epokę J2000) i planetoidy 3200 Phaethon (na epokę 2452800.5). Orbita strumienia została wyznaczona na podstawie danych 37 meteorów (obserwowanych fotograficznie) opublikowanych między 1954 a 1980 rokiem. Elementy orbitalne planetoidy Phaethon pochodzą z bazy danych wspomnianego wcześniej serwisu NEODys

Powyższy przykład potwierdza przydatność i wiarygodność kryterium Q w przypadku badanej populacji meteorów. Również kryteria T oraz Pe wskazują prawidłowo na planetoidalne źródło strumienia Geminidów. Kryterium K zawodzi w tej próbie, klasyfikujac ów strumień jako kometarny. Dostajemy również w tym momencie odpowiedź na pytanie, które jakiś czas temu pozostało bez odpowiedzi. Mianowicie, przykład Geminid może oznaczac, że podział populacji meteorów z katalogu fotograficznego za pomocą kryterium K jest najmniej wiarygodny ze wszystkich badanych kryteriów.



Rysunek 4.3: Diagram a-e dla populacji meteorów (dane z katalogów radiowych. Czarne punkty oznaczają meteory. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską.



Rysunek 4.4: Diagram a-e dla populacji meteorów (dane z katalogu fotograficznego). Czarne punkty oznaczają meteory. Znaczenie każdej z linii opisane jest w legendzie na wykresie. W obszarze ograniczonym (od lewj strony) liniami $q = 1$ AU i $Q = 1$ AU obiekty mogą przecinać orbitę ziemską.

Rozdział 5

Podsumowanie

W niniejszej pracy poruszono niektóre aspekty znanych dynamicznych kryteriów podziału populacji małych ciał Układu Słonecznego. Interesowała nas wiarygodność kilku kryteriów w klasyfikacji obiektów NEA i komet Okazało sie, że odległość aphelium $Q = 4.6$ AU jest całkiem dobrym kryterium podziału między badanymi populacjami. Świadczy o tym najmniejsza liczba związanych z nim wyjątków i największa stabilność wyników na dłuższym okresie czasu. Z drugiej strony dla populacji planetoid oznaczonych i nieoznaczonych kryterium to daje największą liczbę wyjątków, choć procentowy ich udział w stosunku do całej populacji i tak jest mniejszy niż dla obiektów NEA. Warto byłoby przeprowadzić całkowanie numeryczne dużo większej próby planetoid, co być może pokazałoby to w jaki sposób omawiane kryteria zachowuja sie dla innych grup planetoid. Ponadto należałoby sprawdzić jak zmienia sie obraz całości poprzez zmianę modelu dynamicznego (rozdzielenie Ziemi i Księżyca i dodanie kilku najbardziej masywnych planetoid). Dodatkowo można by sprawdzić, czy użycie bardziej aktualnej bazy danych komet w znaczący sposób zmienia obraz zagadnienia. Ważnym aspektem omawianego tematu, który tu nie został poruszony jest wpływ różnych sił niegrawitacyjnych, które są szczególnie ważne w przypadku komet. Widać stąd, że jest wiele efektów i zjawisk, które mogą mieć wpływ na całe zagadnienie i wiele jeszcze można zrobić w tym kierunku.

Również w kwestii podziału populacji meteorów praca ta nie daje odpowiedzi na wszystkie pytania. Z wyników można wnioskować, że wśród populacji meteorów o bardzo małych masach (detektowanych radiowo) większość jest pochodzenia planetoidalnego. Natomiast wśród meteorow o większych masach (obserwowanych fotograficznie) większość (choć nie duża) obiektów jest źródła kometarnego. Pomocne w badaniach wiarygodności kryteriów podziału okazały sie meteory pochodzące ze strumienia Geminidów. Znajomość rodzaju ciała macierzystego tego strumienia pozwoliła precyzyjniej określić, które kryterium lepiej oddaje rzeczywistość. Zaletą strumieni meteorów jest to, że znajomość ich elementów orbitalnych pozwala na łatwiejszą identyfikację ciała macierzystego. Nie da się tego uczynić tak bezpośrednio w przypadku meteorów sporadycznych i w tej kwestii trzeba sie uciekać do pomocy kryteriów jak te omawiane w tej pracy.

Praca ta zatem jest swego rodzaju wstępem do bardzo szerokiego zagadnienia, które można rozwijać na wielu płaszczyznach. Mimo iż wiele wątpliwości w tej kwestii zostało już wyjaśnionych przez wielu astronomów. Najczęściej dzieje sie jednak tak, że badania nad danym zagadnieniem rodzą całą masę nowych pytań. Taka jest jednak natura nauki, pozwalająca nam ludziom stale zgłębiać najrozmaitsze tajniki świata, którego jesteśmy nierozerwalną częścią.

Bibliografia

BARUCCI M., FULCHIGONONI M. 1990. *Pre- and Post-IRAS Asteroid Taxonomies.* Adv. Space Res. **10**, No. 3-4, 141-149 (1994).

BOROVIČKA J. 2000. *Meteors.* Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics/www.ency-astro.com

CROVISIER J. 2000. *Comets.* Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics/www.ency-astro.com

EVERHART E. 1985. *An Efficient Integrator that uses Gauss-Radau Spacings.* Dynamics of Comets: Their Origin and Evolution, A. Carusi, G. B. Valsecchi eds., 185-202 (1985).

FULCHIGNONI M. 2001. *Asteroids.* Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics/www.ency-astro.com

HOLLIS A. 1994. *Classifying Asteroids.* J. Br. Astrono. Assoc. **104**, 112-122 (1994).

KREINER J. 1988. *Astronomia z astrofizyką.* Warszawa PWN

ILLINGWORTH V. (ed) 1994. *COLLINS Dictionary of Astronomy.* HarperCollins Publishers

KRESAK L. 1967. *Relation of Meteor Orbits to the Orbits of Comets and Asteroids.* Smithsonian Contribution Astrophysics **11**, 9.

KRESAK L. 1969. *The Discrimination between Cometary and Asteroidal Meteors.* Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia Vol. 20 (1969), No. 4.

LEVISON H., DUNCAN M. 1992. *The Long-Term Dynamical Behavior of Short-Period Comets.* ICARUS **108**, 18-36 (1994).

LINDBLAD B. A. 1991, in *Origin and Evolution of Interplanetary Dust, (A. C. Levasseur-Regourd, Hasegowa H. Eds.) Kluver Acad. Publishing.* pp. 311-314.

LINDBLAD B. A., STEEL D. I. 1993, 'Meteoroid orbits available from the IAU Meteor Data Center', in *IAU Symp. 160: Asteroids, Comets, Meteors, (a. Milani, M. Di Martino and A. Celino eds.) Kluver Acad. Publishing, Dordrecht, Holland.* pp. 497-501.

OLECHNOWICZ A. Poznań 1995. *Komety.* Praca magisterska OA UAM.

WISDOM J. 1982. The Astronomical Journal **87**, 577

WISDOM J. 1983. Icarus **56**, 51

WISDOM J., HOLMAN M. 1991. *Symplectic Mars for the N-body Problem.* The Astronomical Journal **102**, 1528-1538 (1991).

YEOMANS D. 1999. *Komety. Od starożytności do współczesności, w mitach, legendach i nauce.* Prószyński i S-ka