

**Kisbolygók és üstökösök fizikai paramétereinek  
meghatározása fotometriai módszerekkel  
(Doktori értekezés)**

Szerző: Szabó M. Gyula<sup>1</sup>, okl. csillagász

Témavezető: Dr. Szatmáry Károly<sup>1</sup>, CSc, habil. egy. docens

Konzulensek: Dr. Kiss L. László<sup>1,2</sup>, PhD  
Dr. Ivezić Željko<sup>3,4</sup>, PhD

<sup>1</sup> Szegedi Tudományegyetem, Kísérleti Fizikai Tanszék és Csillagvizsgáló, Szeged

<sup>2</sup> University of Sydney, School of Physics, Sydney

<sup>3</sup> Princeton University, Department of Astronomy, Princeton

<sup>4</sup> Washington University, Department of Astronomy, Seattle

# Tartalomjegyzék:

1. A Naprendszer apró égitestjei .....	9
1.1. A kisbolygók fizikai tulajdonságai .....	9
1.2. Az üstökösök fizikai tulajdonságai .....	13
1.3. Átmeneti objektumok .....	16
1.3.1. Nyitott kérdések .....	17
2. Az alkalmazott eljárások .....	18
2.1. Digitális képfeldolgozás .....	18
2.1.1. Fotometria .....	18
2.2. A fotometria hibaforrásai .....	19
2.3. Kisbolygók fotometriai vizsgálata .....	20
2.4. Üstökösök fotometriai vizsgálata .....	23
2.4.1. Gáztermelés meghatározása apertúra-fotometriával ....	23
2.4.2. Portertermelés meghatározása apertúra-fotometriával ....	25
2.5. Az üstökös magjának fotometriája .....	26
2.5.1. Felületi fotometria .....	28
2.6. Statisztikai módszerek .....	29
2.6.1. Statisztikai minták .....	29
2.6.2. Néhány alkalmazott statisztikus módszer .....	31
2.7. Az SDSS MOC .....	33
3. Kisbolygók fotometriai megfigyelése .....	36
3.1. Eredmények .....	36
3.2. Következtetések (kisbolygó-fotometria) .....	51
3.3. Kisbolygók színváltozásának statisztikus vizsgálata .....	52
3.3.1. A mérési hibák vizsgálata .....	53
3.3.2. A színindexek korrelált változásának vizsgálata .....	54
3.3.3. A színváltozás független a mérettől és a kisbolygó típusától ..	57
3.3.4. A színváltozások a különböző dinamikai családokban ..	61
3.3.5. Következtetések .....	61

3.4. A Trójai kisbolygók statisztikus vizsgálata .....	65
3.4.1. A Trójai kisbolygók színeloszlása .....	68
3.4.2. A szín-inklináció korrelációjának vizsgálata .....	70
3.5. Következtetések (SDSS vizsgálatok) .....	72
4. Üstökösök fotometriája és felületi fotometriája .....	74
4.1. Távoli aktív üstökösök belső kómájának tanulmányozása ...	74
4.2. Öt üstökös belső kómájának részletes modellezése .....	79
4.2.1. Összehasonlítás .....	88
4.3. Következtetések (üstökösök fotometriája) .....	90
4.4. A CArA észlelőhálózat és archívum .....	92
4.4.1. A CArA első eredményeiből .....	94
5. Végző következtetések .....	96
6. Az értekezés tézisei .....	97
7. Köszönetnyilvánítás .....	100
Hivatkozások .....	101
Index .....	101

*„Ha a természeti és a művészi szépet összehasonlítjuk, azt kell mondanunk, hogy minden látszat ellenére a kettő közül a művészi szép felfogása a könnyebb. (...) Ennek okát könnyen beláthatjuk, ha végiggondoljuk a természet esztétikai élvezésének főntebb elemzett módozatait. Az egyik – a művészetként való felfogás – legalább valamelyes művészi érzéket kíván, ha nem is éppen művészi képzettséget. A másik, a szentimentális természetélvezet, nem csekély érzelmi finomságot feltételez. (...) Hozzájárul ehhez még egy további nehézség. A természet jelenségei önmagukban beletartozván a legszélesebb értelemben vett érdekszférába, nagyon nehéz az embernek ezektől az érdekkapcsolatoktól annyira függetleníteni magát, hogy az esztétika másvilágába emelkedjék. (...)*

*Egyszer egy igen okos és jólelkű falusi öregasszonynak a figyelmét felhívtam a szebbnél szebb báborszínekben játszó naplementi égre. «Igen, – felelte, – szél lesz holnap.» – «Igen, tudom, hogy ez azt jelenti, de nézze csak, milyen szépek ezek a felhők!» – «Igen, – felelte, – bizony szél lesz.» – «De mondja, néni, nem látja maga, hogy ez milyen szép?» – «Dehogyan nem, – felelte, – nagy szél lesz.»*

*Sík Sándor*

*Esztétika, II. 2.*

# Bevezetés

Az asztrofizika gyorsan fejlődő korszakaiban mindig hangsúlyos figyelmet kapott a Naprendszer minél teljesebb megismerése. Kepler korától kezdve a XVIII. század végéig a csillagászati távolságmérés méterrúdjának, a Nap-Föld távolságnak a megmérése kapcsán került előtérbe a Naprendszer kutatása. A XIX. század elsősorban a műszerek fejlődésének százada volt, a Naprendszer kutatásában ekkor – a jelentős fölfedezések (Uránusz (1781), Neptunusz (1846), kisbolygók, trójai kisbolygók, később a Plutó(1930) fölfedezése) mellett – viszonylagos jelentőségű eredmények születtek (a Titius–Bode-szabály igazolásának kísérlete, a bolygók lakottságára utaló bizonyítékok gyűjtése).

Legközelebb az űrkorszak kezdetén indult gyors fejlődésnek a Naprendszer megismerése; ez egyrészt a keringő és leszálló bolygózondák révén vált lehetővé, másrészt azáltal, hogy a Föld körül keringő űrobszervatóriumok direkt (a műszerekre gyakorolt hatás révén) és indirekt (pl. a Földre gyakorolt hatás megfigyelésével) módon föltérképezték a Föld kozmikus környezetét. A fejlődés harmadik oka, hogy a rádióobszervatóriumok és az űrobszervatóriumok az eddig elérhetetlen hullámhosszakon mutatták meg a Naprendszer szerkezetét; elég itt csak az ekliptikai porkorong infravörös sugárzására, az üstökösök rádióspektrumának vizsgálataira, vagy az üstökösök röntgensugárzásának fölfedezésére gondolni.

Naprendszerünk kutatása számos ponton kötődik a mai asztrofizika gyorsan fejlődő ágaihoz is. A csillagkeletkezést és a fiatal csillagok életét csak akkor érthetjük meg teljesen, ha megismerjük az épp keletkező és a fiatal csillagok közvetlen környezetét. A kisbolygók és az üstökösök magukban őrzik a Naprendszer kialakulásának, így egy egészen közélről megfigyelhető csillagkeletkezésnek a lenyomatát. Éppen ezért a Naprendszer apró égitestjeinek kutatása az egyik legfontosabb alap a protoplanetáris korongok fejlődésének és a bolygóképződésnek a megértéséhez; és segít, hogy megértsük a bolygócsírák esetleges hatását a csillagkeletkezésre, a bolygók hatását a fiatal központi csillagra.

A Nap fősorozat előtti állapotban, tehát mielőtt a magjában a hidrogénfúzió beindult volna, egy porkorongba ágyazott fiatal csillag volt, amelynek energiatermelését a lassú gravitációs összehúzódás fedezte. Ez a fiatal, épp fősorozati állapotúvá összehúzódó csillagok esetében hatékonyabb energiaforrás, mint a fúzió, ezért a Nap, a többi fiatal csillaghoz hasonlóan mai, fősorozati állapotánál valamivel hűvösebb, de sokkal nagyobb, végeredményben 10-szer–100-szor fényesebb volt. Ebben az állapotban (T Tauri) a csillagból heves radiális csillagszél és poláris kifúvás áramlik kifelé, ami a porkorong nagy anyagvesztését okozza. A kis-közepes tömegű csillagok T Tauri fázisának hatását a mai Naprendszerben kitűnően tanulmányozhatjuk. A T Tauri típusú Nap heves csillagszeleinek és/vagy a korai Naprendszer korongjában lévő <sup>26</sup>Al gyors bomlásának hatását

a hő-metamorf kisbolygók (igneos asteroid) és meteoritjainak kristályszerkezetében találjuk meg. A hő-metamorf kisbolygók aránya lineárisan csökken 2,0 csillagászati egységtől (100%) 3,5 csillagászati egységig (0%), a T Tauri csillagok körül modellezett porkorongok hőmérséklet gradiensevel jó egyezésben (Gaffey, 1990, Herbert és mtsai, 1991). A kisbolygók redoxi-állapota magában őrzi annak az állapotnak az emlékét, amikor a kisbolygó utoljára volt egyensúlyban a Naprendszer ősi poranyagával; így pl. az E típusú kisbolygók szükségszerűen kisebb naptávolságban alakultak ki, mint a C típus (összhangban a mai eloszlásukkal). A bolygók kialakulása előtt a porkorong anyagvesztésére (becslések szerint 60–80%) a Vesta típusú kisbolygók látszólag nagyon ősi bazaltja, ennek a Naprendszerben maradt mennyisége adhat felső korlátot (G93).

A csillagfejlődés későbbi állapotában is meg lehet figyelni az apró égitestek esetleges hatását, így pl. utalhatunk a Csiga-ködben megfigyelt számos üstököszerű globulára, amelyek a planetáris köd belső pereme vidékén keringenek. Ezek elképzelhetőleg egy korábbi külső üstökösfelhő maradványai, bár lehet, hogy a planetáris köd szülőcsillagának naprendszeréhez korábban nem tartozó anyagcsomókkal állunk szemben (Huggins és mtsai, 2002).

A fiatal Nap csillagfejlődésének megismeréséhez kötődik a másik gyorsan fejlődő terület: az exobolygók kutatása. Milyen bolygórendszerek alakulnak ki a fiatal csillagok körül? Mennyire jellemző, hogy kis tömegű csillagok keletkezésekor bolygórendszer is létrejöjjön? Ma már számos épp kialakuló naprendszert is ismerünk, és megfigyelhetjük például a fiatal bolygók perturbációit a még meglehetősen sűrű porkorongban. Száznál több, teljesen kifejlődött naprendszerben keringő bolygót ismerünk, amelyek alapján a bolygókeletkezés gyakoriságára, a lejátszódó folyamatok milyenségére következtethetünk egyszerű megfigyelési módszerekkel. A kis égitestek vizsgálata szempontjából külön meg kell említeni, hogy más csillagok naprendszerében is megtalálható a kis égitestek öve. Ezeket pedig a mi Naprendszerünk kutatásának tanulságai alapján, a környezetünkben megismert szempontok szerint tanulmányozhatjuk. Az adatok értelmezéséhez másrészt elengedhetetlen, hogy saját Naprendszerünk fejlődését megértsük, amihez a mai Naprendszer kutatása vezet el.

Harmadsorban a Naprendszert mint közvetlen környezetünket kívánjuk megismerni. Itt a tudományos megismerésen kívül föllépnek olyan *egyéb* szempontok is, mint a védelem a földsúroló kisbolygók és az üstökösök ellen, a kis égitestekhez látogató űreszközök technikai tervezése, vagy a Holdon és a Naprendszer más pontjain elhelyezett távcsövek építése, a bolygók kolonizációjának lehetősége.

A Naprendszer kutatása közvetlen kozmológiai tanulságokkal is szolgált. Az ősrobbanás-elmélet egyik fontos bizonyítéka a deutérium gyakorisága. A deu-

térium a nukleoszintézis során létrejött első összetett atommag; az ősrobbanás-elmélet 3 perc 45 másodperc környékére teszi keletkezését, amikor a Világegyetem hőmérséklete 1 milliárd K volt. Ha a korai Univerzum tisztán barionos anyagból állt volna, a deutérium aránya a hidrogénhez képest százszázalékos, milliomod részt tett volna ki; mivel pedig a deutérium azóta csak bomlott, ma sem figyelhetnénk meg többet. Songalia és mtsai (1994) egy távoli ( $z=3,3$ ) kvazárban  $[D/H]=-3.6$  arányt, a jósoltnál több deutériumot találtak, amiből az következik, hogy a korai Univerzumban a barionos anyag aránya 10% körül lehetett, és a tömeg nagy részét nem-barionos láthatatlan anyag alkotta (Bahcall, 1994). A távoli kvazár deutériumtartalmának mérése nehéz, ezért ezt a bizonyítékot meg kellett erősíteni; erre pedig az üstökösök nagy,  $[D/H]=-3,5$  körüli deutériumtartalmának fölfedezése adott közvetlen közletről tanulmányozható bizonyítékot<sup>1</sup>.

Végül, ám nem utolsósorban a fizika szempontjából igen nagy annak jelentősége, hogy a földi körülmények közt nem előállítható állapotában figyelhetjük meg az anyag tulajdonságait. Az üstökösöcskék spektrumában olyan anyagot látunk, amely a legjobb földi ultravákuumnál nagyságrendekkel ritkább; a kisbolygók és üstökösök ütközésének tanulmányozásával olyan hatalmas energiájú folyamatok (pl. egy kb. 100 és egy kb 300 km-es test ütközik egymásnak nagyságrendileg akár 10 km/s sebességgel) eredményét vesszük szemügyre, amelyek lefolyása földi kísérletekkel még skálatörvények figyelembevételével sem jósolható meg. Ezek a vizsgálatok a fizika legkülönbözőbb területeihez szorosan és szervesen kötődnek.

---

<sup>1</sup>v.ö. 1.2., 16. o.

## A dolgozat fölépítése

Doktori értekezésem tárgya a Naprendszer apró égitesteinek földi fotometriai megfigyeléseken alapuló vizsgálata. Az általam vizsgált területek és ezek eredménye az alábbiak szerint foglalható össze.

1997. óta végzett kisbolygó-fotometriai megfigyeléseim alapján számos kisbolygó fizikai paramétereit (mozgás, alak, forgási paraméterek) sikerült meghatározni.

Az üstökösök forgásának megfigyelését célzó észleléseim alapján nagy naptávolságban járó üstökösök morfológiai paramétereit határoztam meg, jellemeztem a portermelését, becslést adtam a magok méretére. Ezeket a megfigyeléseket TDK-dolgozataimban is tárgyaltam (Sárnecky & Szabó, 1998, Szabó & Sárnecky, 2000).

2001-ben végzett spektrofotometriai méréseimmel részletes analízist adtam 5 igen aktív üstökös por-,  $C_2$ , CN és  $CO^+$  termelésére, a komponensek morfológiájára a belső kómában. A megfigyelt üstökösök közül 3 nagy naptávolságban tartózkodott.

A Sloan Digitális Égboltfölmérés (SDSS) kisbolygó-megfigyeléseinek statisztikájából kimutattam, hogy a fővbeli kisbolygók nem elhanyagolható hányada kis amplitúdójú színváltozásokat mutat, amelyek felszíni foltok jelenlétére utalnak.

Szintén az SDSS anyagának földolgozásával kimutattam, hogy a Jupiter trójai családjának vezető és követő csomója szignifikáns eltérést mutat a populációban és az átlagos színben. Kimutattam az inklináció-szín korrelációt (a vezetőknél nagyobb szélességeken vörösebb objektumok valószínűbbek).

Az üstökösök megfigyelésére az Olasz Csillagászati Egyesülettel együttműködésben észlelőhálózatot hoztunk létre, amelybe a programhoz csatlakozó amatőr-csillagászok küldik üstökös-fotometriai megfigyeléseiket. Az általunk fejlesztett programcsomaggal értékes megfigyelésre lesz képes a kevésbé képzett amatőr-csillagász is.

Az első fejezetben vázlatosan ismertetem a kisbolygók és üstökösök fizikai jellemzőit. Áttekintem a kisbolygó- és üstökösök kutatás azon nyitott kérdéseit, melyekre munkám során választ kerestem. A második fejezetben bemutatom az alkalmazott digitális képfeldolgozási és statisztikai módszereket, különös tekintettel a hibaforrásokra; majd itt mutatom be statisztikai vizsgálataim alapját, az SDSS Mozgó Objektumok Katalógusát is (SDSS MOC). A harmadik fejezetben a kisbolygók vizsgálatával elért eredményeimet fogalom össze, a negyedik részben pedig az üstökösök megfigyeléseit és a CAra hálózat első eredményeit tekintem át.



# 1. A Naprendszer apró égitestjei

## 1.1. A kisbolygók fizikai tulajdonságai

A kisbolygók, bár változó sűrűséggel, de szinte mindenütt benépesítik a Naprendszert. Megtaláljuk őket a belső bolygók közt (földsúroló kisbolygók), a Mars és a Jupiter között (főöv), a bolygók, különösen a Jupiter librációs pontjaiban (a Mars, a Jupiter és a Szaturnusz trójai kisbolygói), a bolygóholdak között, a bolygók között (Plútó) és a Naprendszer belátható külső határain (Kuiper-objektumok).

A Naprendszer története szempontjából nem mellékes kérdés, hogy az összetétel szerint (taxonómiai) különváló családok valóban ott jöttek-e létre, ahol ma megfigyeljük őket; illetve, hogy pontosan a korai Naprendszer mely részének lenyomatát őrizte meg magában a kisbolygócsaládra jellemző megjelenés. Ezért a családok földerítése és a korai Naprendszer állapotainak fölvázolása nem nélkülözheti az égi mechanikai vizsgálatokat sem.

A jelenleg ismert kisbolygók néhány ősi, nagy átmérőjű égitest szétdarabolódásával keletkeztek. Erre utal az, hogy a 125 km átmérőjű kisbolygók átlagos forgási periódusa a leghosszabb (Pravec és mtsai, 2000); továbbá az, hogy az 50 km-nél kisebb kisbolygók zöme – fotometriai megfigyelések alapján – szabálytalan, „szilánk” alakú töredék. Gaffey és mtsai (1993, a továbbiakban G93) szerint a 100 km-nél kisebb kisbolygók nagy része már töredék. A forgástengelyek bimodális eloszlása (a nagy inklinációjú prográd forgás kiemelkedő súllyal és közepes negatív inklinációjú retrográd forgás feleakkora súllyal, Magnusson, 1992) szintén az ütközéses eredetet teszi valószínűvé.

Az így kialakult kisbolygócsaládok tagjai gyakran hasonló pályán maradtak, családokat alkotva a  $\sin i - a - e$  térben (Zappalà és mtsai, 1995) és ásványtani összetételük szerint (Ivezić és mtsai, 2001, a továbbiakban I01). Egyes testek elvándorolhattak (gravitációs perturbáció, Jarkovszkij-folyamat (Yarkowski-effect), ütközés, egyéb okok miatt), ezek később esetleg egy másik stabil pályára fogódtak be, így pályájuk szerint más család tagjának gondolhatjuk őket.

A családok közt rezonanciaűrök vannak, ezeket a Jupiter gravitációs hatása hozta létre. A rezonanciáknál található csoportosulások, a fönt említett okok miatt, nem föltétlenül azonosak az ősi eredetű családokkal.

A kisbolygók nagyobb részének anyaga jellemzően kondritos (C típus, fémgazdag hidrált szilikátok jellemzik, spektrumában alacsony albedó, szürke szín ultraibolya levágással) és rokon (B, G, F, P, valószínűleg kondrit-metamorfok) típusú. Jellemzően a 2,6 – 3,1 csillagászati egység közt keringő C kisbolygók mutatnak 3 mikrométeren vízabszorpciót, ami a felületükön lévő hidrált szilikátok jelenlétére utal. Ennek kialakulásához az volt szükséges, hogy a kezdetben

kialakult vízmentes szilikátfelszínre jég rakódjon, majd enyhén megolvadva hidrációs folyamatok játszódjanak le (McSween, 1987); a C és F típus kétharmada (pl. 1 Ceres), az összes G típus és az egyetlen B típus (2 Pallas) spektrumában ez a változás megfigyelhető, és mindig nagyobb ultraibolya abszorpcióval társul. Ez a megfigyelés esetleg erős kapcsolatot teremthet a kisbolygók és az üstökösök között.

A Földhöz közelebb fémgazdag és kalciumszegény piroxént<sup>2</sup> tartalmazó, bazaltos kőzetből álló dinamikai családot találunk (V típus, pl. 4 Vesta). A V típus annyira jellegzetes spektrumú (1 és 2 mikrométernél abszorpciós sávok), spektrálisan homogén és dinamikailag is egységes, hogy valószínűleg mind a Vesta töredéke lehet. Egyetlen variációja a J altípus, amelyben még kisebb kalciumtartalmú zárványok vannak (Binzel & Xu, 1993).

A Földhöz még közelebbi kisbolygócsaládokban (Amor, Aten, Apollo) a szilikátos, azaz S típus válik uralkodóvá (15 Eunomia); spektrumának jellegzetessége az olivin<sup>3</sup>, piroxén és vas-nikkel ötvözetek kevert jelenléte. Az S típus az egyik leg-heterogénebb, SI–SVII alosztályaiba olvadási és hő-metamorf folyamatok jelenléte, jelentősége vagy hiánya; illetőleg ebből következően az olivin/piroxénfajta arányai alapján (SI-ben túlnyomórészt olivin, analógja a pallasit meteorit; SVII-ben túlnyomórészt piroxén, főleg orthopiroxén stb.), tehát eltérő anyagi összetételük alapján kerülnek. A fémösszetétel alapján megkülönböztetjük a K alosztályt is, ez elsősorban az Eos családra jellemző. Hasonló összetételű, de a Ni-Fe ötvözetet nem tartalmazó osztály a Q (1862 Apollo), melyek spektruma a C típusra emlékeztet (G93).

Míg a fővben ismert taxonómiai típusokat általában jól azonosíthatjuk a meteoritokban is, addig a földszúrolókra jellemző S típusú spektrum a meteoritok közül hiányzik. Ez arra utalhat, hogy az S-típusú kisbolygók felszínét a záporozás (cosmic weathering) erősen átalakítja, amely hatás a Földre lehullott anyagban már természetesen nem kimutatható (Fulchignoni, 2001). Ez a feltételezés megmagyarázná az S-típus jellemző heterogenitását is (G93).

A nagyobb földszúroló kisbolygók több kilométer átmérőjűek, melyek becsapódás esetén a földi bioszférára is komoly veszélyt jelentenek (Steel & Baggeley 1985, Kereszturi & Sárnecky 1999); az 1 km-nél nagyobb égitestek számát Ottke és mtsai (2000) 900-ra becsüli; ezeknek máig 40 %-át fedezték föl, ezért

---

<sup>2</sup>AB[Si<sub>2</sub>O<sub>6</sub>] általános képlet, ahol A általában Na, Ca, Mn<sup>2+</sup>, Fe<sup>2+</sup>, Mg, Li; B általában Mn<sup>2+</sup>, Fe<sup>2+,3+</sup>, Mg, Al, Cl, Ti; mind A, mind B helyén egyéb fémek is elképzelhetők és a Si-t is helyettesítheti Al. Fontos kőzetalkotók elsősorban földi magmás és metamorf kőzetekben, továbbá eukrit, howardit és diogenit meteoritokban. Medenbach & Sussieck-Fornefeld (1992), G93

<sup>3</sup>Mg<sub>γ</sub>Fe<sub>2-γ</sub>[SiO<sub>4</sub>] sor, földi magmás kőzetekben általában rendszeresen megjelenik, a magmából elsőként kiváló ásványok közé tartozik. mm–dm méretű zárványokat alkot, meteoritokban gyakori, a pallasitban (szilikát-vasmeteorit) cm-es, lapgazdag, gyakran gömbös megjelenésű szemcséket alkot. Medenbach & Sussieck-Fornefeld (1992), G93

a földszűrő kisbolygók megfigyelése gyakorlati szempontból is rendkívül fontos (Szabó & Sárneczky, 2001). A radarmegfigyelések szerint köztük igen sok a szabálytalan alakú, kettős, precesszáló égitest; közöttük a főv. összes ismert taxonómiai típusa előfordul. A földszűrő kisbolygók a fővből származhatnak, újabban a retrográd rotátorok túlnyomó száma alapján úgy tűnik, sokkal kevésbé az ütközéses beszóródás, sokkal inkább a Jarkovszkij-folyamat miatt álltak belső pályára (Morbidelli és mtsai., 2003, La Spina és mtsai., 2004).

A kisbolygók kisebb hányadában jellemző a fémes M (16 Psyche) típus; ennek fő alkotója vas-nikkel ötvözet; a szokásos interpretáció szerint valamikori nagyobb aszteroidák ütközések által feltárt fémes magjai lehetnek (G93). Jellegzetes még a szürke és nagy albedójú, föltételezhetően fémszegény enstatit<sup>4</sup> E (44 Nysa, a Hungária család túlnyomó része) és az olivines A típus, ennek alosztályait a kisebb-nagyobb fémtartalom miatt föllépő nagyobb-kisebb (pl. Ninetta, 446 Aeternitas) albedó alapján különíthetjük el.

A Jupiter trójai kisbolygói (a dolgozatban ezután: a Trójai kisbolygók) a Jupiter pályáján, az L4 és L5 Lagrange-pont körül oszcillálva keringenek. Az újabb fölmérések szerint a Trójai csoport sok, talán nagyságrendben is hasonló mennyiségű kisbolygót tartalmaz, mint a főv. Jewitt és mtsai (2000) szerint 1000 Trójai kisbolygó nagyobb 15 km-es méretnél, míg 80 000 mérete meghaladja a 2 km-t. Lényeges tulajdonságaik (méreteloszlás, sima spektrum, sötétebb albedó stb.) eltérnek a fővbeli kisbolygóktól, és sokban emlékeztetnek az óriás üstökösök magokra. Közöttük a D típus válik uralkodóvá, amelyek sima, vörös spektruma és alacsony albedója szerves molekulákat tartalmazó jeges felszínre, üstökös-mag-szerű égitestekre utal, hidrált szilikátok nélkül; jellemző az egyelőre azonosítatlan 3,1 mikrométeres molekulásávok és a 2,2 mikrométeren jelentkező C≡N kötés jelenléte. Marzari és mtsai. (1995) szerint a rövidperiódusú üstökösök mintegy 10%-a ténylegesen a Trójaiak közül kerül ki. A P típus (jellemző előfordulása a Trójai öv, valamint a Hilda család a főv. és a Jupiter között) spektrális szempontból átmeneti objektumnak tekinthető a C és D között (Bendjoya és mtsai, 2004).

A kisbolygók anyagának fejlődésére egy másik lehetséges modellt ad Fulchignoni (2001). Az albedó, a kék és vörös reflektancia alapján elrendezve a kisbolygókat, négy lehetséges fejlődési útvonal sejtethető: D – P – C – B leginkább ősi tekinthető égitestek, D – G – M – E enstatit akondritok, D – SV – V zömmel piroxén- és olivin-zárványos bazaltok, D – S – A olivin-zárványok és regolitos felszín, porra utaló nyomokkal. Ebben a modellben az előrehaladottabb fejlettségű égitestek a Naphoz egyre közelebb helyezkednek el, így a fejlődés leginkább a

---

<sup>4</sup>Mg<sub>2</sub>Si<sub>2</sub>O<sub>6</sub>] rombos, piroxén-csoport. Szürkésfehér, zöldes v. barnás, általában kőzetelegyrész, meteoritokban analógja az enstatit akondrit, Medenbach & Sussieck-Fornefeld (1992), G93

Nap hatásának (záporozás) lenne tulajdonítható; másrészt a D típusú égitestek lennének a legősibbek.

Az űrszondás megközelítések sokban árnyalták a kisbolygókról alkotott képünket (Chapman és mtsai, 1996a, 1996b, 1999 és 2002). A meglátogatott S-típusú kisbolygók (Ida, Gaspra) krátereinek eloszlása a Hold krátereinek eloszlását követi; az Ida felszíne kétmilliárd, a Gaspra felszíne 200 millió éves; mindkettőt változatos sötétségű és színű foltok borítják. A szintén S típusú Eros regolitos felszínén csak a nagyobb kráterek követik a Hold krátereinek méreteloszlását, és jellemző a kisebb kráterek szisztematikus hiánya. A felszín kétmilliárd évig fejlődhetett a fővben, és az égitest tízmillió éve kerülhetett belsőbb pályára. A kisebb kráterek hiányát magyarázná az a föltételezés, hogy a fővben több apró törmelék található, a kis (300 méternél kisebb) krátereket képző becsapódások pedig erodálják a közepes méretű krátereket. A felszín ásványtanilag homogén, ami szintén a záporozás erősségére utalhat. A C-típusú 253 Mathilde felszíne elég homogénnek tűnt, kráterezettsége a Holdhoz hasonló eloszlású. A kisbolygó alacsony sűrűsége és öt darab, a Mathilde sugarával összemérhető krátere arra utal, hogy sok ütközéssel létrejött „ kozmikus sóderkupaccal” állunk szemben.

A kisbolygó-kisbolygó ütközések szerepe bizonyosan nem elhanyagolható, hiszen a kisbolygók forgási periódusa Maxwell-eloszlást követ (Fulchignoni, 2001), amely az elméleti jóslatokkal összhangban az ütközések nagy számára utal. Megfigyeltek olyan folyamatokat (pl. a C/1999 S4 LINEAR-üstökös felbomlása, a 7968 Elst-Pizarro kisbolygó 1996-os üstökösszerű aktivitása; Tóth, 2000, Tóth, 2001), amelyek üstökösbe vagy kisbolygóba csapódó idegen testre szolgáltatnak közvetett bizonyítékot. A mérések alapján egy adott kisbolygó várhatóan százmillió-egymilliárd évenként ütközik egy másikkal, sűrű családokban (Koronis, Themis) akár tízmillió évente (G93). Ütközéskor, ha mindkét test elég kicsi, mindkét test leszakadó szilánkjai szétszóródnak, és önálló kisbolygókként vagy meteoroidokként élnek tovább. Ám ha az egyik test elég nagy (kb. 50 km-nél nagyobb), a gravitáció miatt a kidobódó anyag visszahullhat a felszínre. A nagyobb kisbolygó így anyagot kaphat a kisebbtől, vagy a két kisbolygó anyagot cserél, esetleg végleg összetapad. Az ütközések miatt tehát – a kb. 50 km-nél nagyobb kisbolygók esetében – anyagi keveredéssel és másodlagos kráterképződéssel is számolnunk kell.

Ütközéssel összetapadt kisbolygót többet is ismerünk. A Vesta kisbolygóról a HST készített olyan képeket, amelyeken a speciális szűrőrendszernek köszönhetően a kőzetek ásványtani összetételét lehet elemezni. Ezen megfigyelések alapján a sötét olivines bazaltkőzetbe egy Mg-gazdag, Ca-szegény kőzet ékelődött, amit legegyszerűbben egy összetapadásos becsapódásként lehet értelmezni. A bazaltos kőzet 4,5 milliárd éves lehet (Binzel és mtsai, 1997). A 15 Eunomia

különböző forgási fázisaiban fölvelt spektrumai alapján Reed és mtsai (1997) kimutatták, hogy a 300 km-es, S típusú, tojás alakú anyaközet csúcsába bazaltos test ékelődött. Ütközéskor a végtermékek impulzusmomentumát a kezdeti égitestek impulzusmomentuma és az ütközés alakítja ki; így általában gyorsabban forgó és precesszáló (pl. Toutatis) testek jönnek létre.

## 1.2. Az üstökösök fizikai tulajdonságai

*„Lesz majd, aki kimutatja, mely térségekben futják pályájukat az üstökösök, miért bolyongnak annyira eltávolodva a többitől, mekkorák és milyenek. Elégedjünk meg azzal, amit már fölfedeztek, valamivel az utókor is hadd járuljon hozzá az igazsághoz.” (Seneca<sup>5</sup>)*

Az üstökösök „piszkos hógolyó” modellje (Whipple, 1950) gyorsan fölváltotta a korábbi „homokhegy gázkondenzációval” modellt (Lyttleton). A Whipple-modell szilárd magot jósol az üstökös belsejében, amelynek fő alkotóeleme vízjég, s ennek szublimációja kelti a fő morfológiai elemeket (kóma, porcsóva, gázcsóva). Az üstökösök magjának úrszondás vizsgálata alapján a Whipple-modellt is módosítani kellett, mert üstökösök felszíne sokkal csendesebb világ, mint korábban gondoltuk; a „piszkos hógolyó” modellt fölváltja a „havas pizsokgolyó” modellje.

A szilárd mag felszínén alig van aktív terület (jellemzően 15%), az albedó – a szénhez hasonlóan – 5%, tiszta vízjégnek nincs nyoma, és a megvilágítatlan időszakban az aktív területek is elcsöndesednek. Az üstökösök magja enyhén vörös árnyalatú, spektruma pedig a C-típusú kisbolygókhoz hasonló (Keller és mtsai, 1996). A kiáramlás hatására a mag forgása lelassul (jellemző az 1 nap periódus), ennek és az esetleges korábbi darabolódásnak az eredményeként az üstökösök magok egy része precesszál.

A kóma és a csóva kifejlődését a továbbiakban egy 1 csillagászati egység nap-távolságú tipikus üstökösön mutatom be, Bocklée-Morvan (2001) alapján. A magból kilépő gáz kezdeti sebességét (tipikusan 100-1000 m/s) a mag hőmérséklete határozza meg; a felszínen a szökési sebesség néhány m/s. A gázzal együtt fölszabaduló szilárd anyag (jellemzően 1 mikrométer körüli szemcseméretű por és nagyobb, pár cm-nél kisebb szilárd darabok) szintén elhagyhatják a magot.

A kezdeti szakaszban a szabad úthossz rövid, és a tágulást a termodinamika törvényei határozzák meg. A víz disszociációja a Nap ultraibolya sugárzásának hatására megkezdődik; a leányelemek impulzusának összege és a szülőelemek impulzusának összege megegyezik, az elnyelődő és keletkező fotonok impulzusát is beleértve. A leányelemek sebessége jellemzően hasonló a szülőkéhez; de pl. a hidrogén a víz fotodisszociációjából 19 km/s, az OH<sup>+</sup> fotodisszociációjából 8

---

<sup>5</sup>Természettudományi vizsgálódások, VII. (Az üstökösökről), XXV., 7.§. (ford. Kopeczky R.)

km/s sebességgel távozik. Ennek a mechanizmusnak (fotolitikus fűtés) a léte az egész kóma fizikáját alapjaiban határozza meg. A belső kómában a tágulás gyorsul, a gáz sebessége a belső kóma peremén jellemzően 1 km/s, a mikron méretű porrészecskéké 500-800 m/s, míg a sűrűség csökkenésével a hőmérséklet a belső kóma peremén 10 K körüli. Amikortól a sűrűség nagyon kicsivé válik, a szabad úthossz jelentősen megnő, a termodinamikai hatások jelentéktelenné válnak, és a kóma tágulását a mechanikai trajektóriák határozzák meg.

A külső kómában a Nap ultraibolya sugárzása gyorsan disszociációra készíti a molekulákat, a maradványok további disszociációban vesznek részt. A molekulák élettartama jellemzően 10 000 – 100 000 másodperc, ám ez függ az anyagi minőségtől, és fordítottan arányos a naptávolság négyzetével. A kóma mérete ezért szintén függ az anyagi minőségtől, pl. a víz-kóma mérete kb. 100 000 km, ám a víz disszociációjából származó, a sugárnyomás miatt már csóva alakú hidrogénfelhő mérete millió - 10 millió km nagyságrendű. Az anyag eloszlásának leírásához a Haser-modellt (1957) szokták alkalmazni, amelynek feltételei:

- homogén és izotrop egyensúlyi áramlás áll fenn, és
- minden leányelemnek csak egy szülője van

leginkább a külső kóma belső és középső részén teljesül. Ekkor a leányelemek  $n_d$  sűrűsége

$$n_d(r) = \frac{Q_p}{4\pi r^2 v} \cdot \frac{l_1}{l_0 - l_1} (e^{-r/l_0} - e^{-r/l_1}), \quad (1)$$

ahol  $Q_p$  a szülőelem termelési rátája,  $r$  a magból induló helyvektor,  $v$  a kiáramlás sebessége,  $l_0$  és  $l_1$  pedig a szülőelem és a leányelem skálahossza. A modell síkvetületében (pl. egy üstökösről készített interferenciaszűrős CCD-fölvételen) a  $\rho$  sugarú (vetületi) apertúrán belül a részecskék  $M(\rho)$  száma a termelési rátával, a skálahosszakkal és a magból induló helyvektor  $\rho$  vetületének nullad- és elsőrendű módosított Bessel-függvényeivel ( $K_0$ ,  $K_1$ ) írható le:

$$M(\rho) = \frac{Q}{v} \frac{l_1}{l_0 - l_1} \left( \int_{\rho/l_0}^{\rho/l_1} K_0(y) dy + \frac{l_0 - l_1}{\rho} + K_1\left(\frac{\rho}{l_1}\right) - K_1\left(\frac{\rho}{l_0}\right) \right) \rho \quad (2)$$

A kómában jelen lévő összes adott típusú részecskék számát megkapjuk, ha (2)  $\rho \rightarrow \infty$  határátmenetét vesszük. Ekkor

$$M = \lim_{\rho \rightarrow \infty} M(\rho) \equiv \frac{Q}{v} l_1 \quad (3)$$

Por komponensekre (1) alapján  $l_0 = 0$ ,  $l_1 = \infty$  határértékben adódik

$$n_{\text{por}}(r) = \frac{Q_{\text{por}}}{4\pi r^2 v}; \quad M_{\text{por}}(\rho) = \frac{Q_{\text{por}}}{v} \rho \quad (4)$$

A por termelődésének vizsgálatára pedig a por relatív lineáris kitöltési tényezőjét szokták használni (a  $\rho$  távolságban lévő vetületi vonalelem hanyad részére vetülnek porrészecskék), ennek alakja az eddigi föltételekkel:

$$f(\rho) = \tau \frac{dM(\rho)}{2\pi\rho d\rho} = \tau \frac{Q}{2\pi v\rho}, \quad (5)$$

ahol  $\tau$  a porrészecskék átlagos vetülőterülete (projected area).

A spektrumban megfigyelhető a gerjesztett elemek emissziója, ezek alapján lehet következtetni a disszociációban részt vevő molekulákra. Ezek jellemzően víz, szén-monoxid, szén-dioxid, hidrogén-szulfid, metanol, hidrogén-karbonát, ammónia, metán, etán, hidrogén-cianid, kén-dioxid, acetilén, ecetsav, acet-aldehyd, hidrogén-cianát és egyéb szerves molekulák 1 ezrelék koncentráció alatt (Biver és mtsai, 1999). A Giotto szonda olyan polimer szerves molekulákat is kimutatott, amelyek elsősorban a víz és a szén-monoxid alacsony hőmérsékletű polimerizációjával jöttek létre. A mérések során kiderült az is, hogy a szén-monoxid fele és a hidrogén-karbonát nagy része nem követi a Haser-modellt, hanem a kómában mindenhol keletkezniök kell. Forrásukra egy lehetséges magyarázat maga a nagyobb szerves molekulák fotodisszociációja (Thomas, 2001).

A kóma spektrumának jellemző emissziós sávjai H, O, S, C, CO, C<sub>2</sub>, CS, CO<sub>2</sub><sup>+</sup>, OH, NH az ultraibolya tartományban, CN, CO<sup>+</sup>, C<sub>3</sub>, CH, C<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub> a látható tartományban (Weaver & Feldman, 1992), OH, C<sub>2</sub>H<sub>2</sub> és HCN rotációs-vibrációs átmenetek az infravörösben (Brooke és mtsai, 1996), az OH, metanol és egyéb, kisebb koncentrációjú szerves molekulák rotációs-vibrációs átmenetei a mikrohullámú tartományban (Lis és mtsai, 1999). Napközelen megjelennek az alkáli földfémek emissziói is. A vonalak intenzitását befolyásolja az üstökös sebessége, hiszen a Nap ultraibolya-színképe kis vöröselölódással is más arányú disszociációt kelt (Swings-jelenség), és ugyanezen okból befolyásolja a kóma sebességdiszperziója is (Greenstein-jelenség).

A kóma fizikáját az imént tárgyalt molekuláris folyamatokon túl a mag alakja, illetőleg a magról leváló anyag hidrodinamikai egyenletekkel kezelhető fejlődése határozza meg (Rodionov és mtsai, 2002). Az üstökösről leszakadt gáz fejlődését az interplanetáris tér mágneses viszonyai határozzák meg (Fulle, 1992; Fulle, 2001), a porcsóva fejlődését pedig a kezdeti kiáramlás, a kölcsönhatás a gázzal, a Nap sugárzása, a napszél és a mechanika törvényei alakítják. A por fő összetevője magnéziumgazdag kristályos olivin (Crovisier és mtsai, 1997).

Az üstökösöket keringésük alapján két csoportra szokás osztani: hosszú (200 évnél nagyobb) és rövid periódusúakra. A hosszú periódusú üstökösök csoportja dinamikailag jól elhatárolható, a nagy pályahajlás, a retrográd keringés és az ezer éves nagyságrendű keringési idő üstökös megjelenésű objektumokra jellemző,

forrásuk az Oort- és a Hills-felhő. A Naprendszer fősíkjában koncentrálódó rövid periódusú üstökösök származási helye valószínűleg a Kuiper-öv, mely szintén erősen az ekliptika síkjában koncentrálódik, és legnagyobb tagjait már sikerült felfedezni.

Az üstökösök aktivitásának motorja a gázkibocsátás; ez napközben a vízjég, 3 csillagászati egységnél távolabb (180 K-nél hidegebb mag esetében) valamely más, könnyebben szublimáló elem, ez lehet a szén-monoxid. Az előzetes várakozásoknak megfelelően sikerült kimutatni a Hale-Bopp-üstökös naptávolban CO-dominált aktivitásának elfejlődését napközeli víz-dominált kómává (Biver és mtsai, 1999).

A hosszú periódusú üstökösök a Naptól távol keringve minimális sugárzásnak voltak kitéve, ezért ezeket jogosan vélhetjük a Naprendszer legősibb égitesteknek. Hogy a (hosszú periódusú) üstökösök anyagukban a Naprendszer keletkezésekor jellemző állapotokat tükrözik, arra bizonyítékok a következők.

- Az üstökösök összetétele általában igen hasonló, csak a rövid periódusú kóméták egy csoportja mutat földúsulást szénben ( $C_2$  és CO; A'Hearn, 1984).
- $A \left[ \frac{D}{H} \right] = -3,52$  jellemző arány csak a Naprendszer formálódását megelőző izotóp elemgyakorisággal (isotop abundance) magyarázható<sup>6</sup>.
- Az üstökösök por- és jéganyaga a csillagközi por- és jég anyagához igen hasonló.

Ugyanakkor az üstökösök magukon viselik a Naprendszer kialakulásának nyomait is, amit mutat az üstökösporban megtalálható kristályos szilikát, amely csak 1000 K fölötti hőmérsékleten keletkezhet (Bockelée-Morvan, 2001).

### 1.3. Átmeneti objektumok

Az üstökösök és kisbolygók közt a kóma megléte alapján nem lehet szigorú különbséget tenni. A 49P/Arend-Rigaux-üstökös már több keringés óta nem fejleszt kómát; a P/1996 N2 Elst-Pizarro-üstökös pedig egy egyszeri gázkibocsátáson átesett főöbéli kisbolygó (Szabó & Sárneczky, 2001). A 2060 Chiron és a P/2000 B4 (LINEAR) folyamatos üstökösszerű aktivitást produkálnak, pályájukat tekintve viszont kentaur-objektumok. Másrészt a 29P/Schwassmann-Wachmann 1 üstökös (SW1) rendszeresen produkál igen aktív, a legfényesebb szabadszemes üstökösök aktivitásához hasonló, hosszú kitöréseket, pedig a Jupiter pályájánál kering. Az 1996PW kisbolygó, mely a legnagyobb műszerekkel is teljesen csillagszerű, 5920 éves keringési idővel hosszú periódusú üstököshöz

---

<sup>6</sup>v.ö. **Bevezetés**, 7. o.



hasonló pályán kering. A C–P–D típusú kisbolygók felszíni adottságai egyre közelebb állnak az üstökösökhöz, amit a Trójai kisbolygók és a rövid periódusú üstökösök lehetséges kapcsolata tovább árnyal.

Figyelembe véve, hogy az üstökösök rövid életű objektumok, az is meglepő, hogy nem találunk nagy számban olyan égitesteket, amelyek kiégett üstökösök lehetnek. Legalábbis alig ismerünk üstökösszerű pályán keringő kisbolygót, és alig ismerünk időszakosan kevés gázt kibocsátó kisbolygót is. Ha elfogadjuk, hogy az üstökösök, kisbolygók és a meteoritikus anyag egymástól nem választható szét élesen, le kell vonnunk a következtetést, hogy az átmeneti objektumok relatív kis száma legalább olyan talány, mint a létük.

### **1.3.1. Nyitott kérdések**

1. Hogyan keletkeztek a kisbolygók és az üstökösök; mi a fővbeli és a Trójai kisbolygók lényegesen eltérő tulajdonságainak magyarázata; származhat-e a rövid periódusú üstökösök egy része a Trójai kisbolygók közül?
2. Mi a kisbolygócsaládok fejlődésének története, milyen fizikai paraméterekben különböznek az anyagi összetétel alapján csoportosított osztályok?
3. Milyen a kisbolygók mai forgásiperiódus- és tengelyhajlás-eloszlása? Van-e szisztematikus különbség a családok közt?
4. Mennyire jellemző a kisbolygókon színes foltok jelenléte, hogyan függ ez az égitestek méretétől, és mi okozza ezeket a foltokat?
5. Mi az ütközések, a záporozás (space weathering) és a napszél szerepe a kisbolygók felszínének fejlődésében? Mennyire jelentős felszíni átalakulásokat okoztak ezek a hatások, mennyire tekinthetjük a kisbolygókat, vagy legalább néhány családjukat ősi égitesteknek?
6. Hogyan osztályozhatjuk az üstökösöket?
7. Mekkora az üstökösök magjai, hogyan forognak, milyen a forgási periódusok és a tengelyhajlások eloszlása?
8. Mi okozza a 10-15 Cs.E. naptávolságban is aktív üstökösök aktivitását?
9. Hogyan fejlődik az üstökösököt elhagyó anyag a napszél és a Nap sugárzásának hatására?
10. Hová kerültek az inaktívvá vált üstökösök? Lehetnek-e ilyenek a föld-súroló kisbolygók közt?

## **2. Az alkalmazott eljárások**

### **2.1. Digitális képfeldolgozás**

A CCD kamerák közismert előnye a nagy érzékenység, az alacsony zajszint és a majdnem az egész dinamikai tartományra kiterjedő linearitás. Ezek a tulajdonságok igen nagy jelentőségűek a csillagászati kutatások terén, így nem meglepő, hogy mára a csillagászati mérések döntő hányada CCD képrögzítésen alapul.

A képek megfelelő kiértékeléséhez igen szerteágazó eljárásokat és változatos algoritmusokat dolgoztak ki; ebben a fejezetben az általam is alkalmazott technikákat mutatom be. Ezek az eljárások alapvetően különböző képfeldolgozási programokba, programcsomagokba épített algoritmusok alkalmazását jelentik, az élvonalbeli szoftverek nagyfokú hasonlósága miatt azonban gyakorlatilag programtól függetlenül alkalmazhatóak. A dolgozatban közölt méréseket az Image Reduction and Analysis Facility (IRAF, NOAO 2000) programcsomaggal redukáltam.

#### **2.1.1. Fotometria**

Mivel a csillagok képe nem rögzíthető pontszerű objektumként, le kell mondanunk arról az egyébként kézenfekvő megoldásról, hogy a csillagot egyetlen pixelre képezzük le, majd a megfelelő beütésszámot kiolvassuk megállapítsuk a megvilágítás intenzitását.

Az állócsillagok rögzített képe olyan forgásszimmetrikus eloszlást mutat, amelyet egy megforgatott Gauss-görbe segítségével elég jól közelíthetünk. Az eloszlás félértékszélessége (FWHM) általában 2-10 pixel közé esik, a légköri nyugodtság és a pixeleknek megfelelő képskála függvényében. Ez azt jelenti, hogy a fotometriai redukció alkalmával legalább 10-100 pixel tartalmát kell kiolvasnunk, ezeket összegeznünk, és így számíthatjuk a fényességet. A fotometriai eljárás fő meghatározó paramétere az, hogy a kiértékelendő tartományt hogyan választjuk ki, vagy hogyan közelítjük. A technikákat az alkalmazott eljárás szerint két fő csoportra szokás bontani. Az asztrofizikában elterjedtebb a PSF-fotometria, amikor a csillag intenzitáseloszlására egy analitikus és empirikus részből álló modellgörbét illesztünk, majd a ennek integrálásával számítjuk ki a fényességet. Ez az eljárás azonban csak akkor alkalmazható, ha az objektum nem mozog. Egy bemozduló objektum esetében ugyanis a sajátmozgás miatt torzul a csillagok alapján meghatározott eloszlás, és egy elnyúlt fényhurka lesz a leképezett alak. Természetesen erre nem lehet a modellgörbét illeszteni, ezért az apertúra-fotometriát használjuk.

Ennek lényege, hogy a kép intenzitásvizonyait közvetlenül értékeljük ki; az

összegzendő pixeleket, töredékpixelet egy általában kör alakú apertúrában választjuk ki. A számítógép az előre meghatározott sugarú apertúrát szubpixeles eltolásokkal addig tologatja a mérni kívánt csillag „környékén”, amíg az apertúrában lévő fluxus eléri maximumát. Ezt a fluxust a háttér kimérése után korrigálja, majd kiszámítja a csillag fényességét.

## 2.2. A fotometria hibaforrásai

A CCD-képen mindig van háttér, ezért az objektumból érkező jel  $S = O - B$ , ahol  $O$  az objektumra centrált apertúrából kiolvasott teljes intenzitásérték,  $B$  pedig egy égi forrást nem tartalmazó háttérterület mérésekor kiolvasott érték.

A tökéletesen kalibrált CCD-kép fotometriai mérésekor is számolnunk kell a három fő fotometriai hibaforrással, úgymint az  $N(S)$  fotonzaj, az égi háttér  $N(H)$  szórása és az égi háttér meghatározásakor föllépő  $N(N(H))$  fotonzaj. Ezek hibaösszege terheli majd a fotometriát, azaz az  $S$  detektált jelet terhelő  $N$  zaj

$$N^2 = N(S)^2 + N(H)^2 + N(N(H))^2 \quad (6)$$

alakban áll elő. A fotondetektálás Poisson-statisztikát követ, ezért a fotonzaj mértéke nyilván

$$N(S)^2 = S \quad (7)$$

alakú. Ugyanígy elemi statisztikai megfontolás, hogy a háttér pixeleinek  $H^2$  szórásnégyzete (termikus zaj, kiolvasási zaj és a háttér fotonzajának összege) az apertúrában belül minden egyes pixelt egyformán és függetlenül terhel, ezért egyszerűen összegződik. Az eredő hiba

$$N(H)^2 = T \cdot H^2, \quad (8)$$

ahol  $T$  azon pixelek számát jelenti, amelyben a jelet mértük. A mért háttér hibájának számításához fölhasználjuk, hogy az  $n$  szabadságfokú statisztikai minta tapasztalati  $s$  szórásnégyzete  $\chi^2$  eloszlást követ, amelynek szórása  $\sqrt{2n}$  (Bronstejn és mtsai., 2002). Következésképpen a jelet terhelő szórás  $\frac{\sqrt{2T}}{\sqrt{2n}}$  relatív hibával ismerjük, ahol  $n$  azon pixelek számát jelenti, amelyben a háttérrel mértük. Ezért a háttér értékének hibája a következőképpen terjed a mérésre:

$$N(N(H))^2 = N(H)^2 \cdot \left( \frac{\sqrt{2T}}{\sqrt{2n}} \right)^2 \equiv \frac{T^2 H^2}{n} \quad (9)$$

Végül a fotometriai jel/zajt magnitúdóban kifejezve és a magasabb rendű tagokat

elhanyagolva kapjuk azt a hibaszámítást, amelyet az IRAF algoritmusai<sup>7</sup> tartalmaznak:

$$Err_{mag} \approx 1,0857 S/N \equiv 1,0857 \frac{\sqrt{S + TH^2 + \frac{T^2H^2}{n}}}{S}. \quad (10)$$

### 2.3. Kisbolygók fotometriai vizsgálata

A kisbolygókról rengeteg ismeretet szolgáltatottak a közvetlen szondás és űrtávcsöves vizsgálatok. Azonban a legtöbb kisbolygó képét a mai műszerekkel nem tudjuk fölbontani, ezért a pályaelemek, a spektrum vizsgálata, többszínfotometriai vagy egyszínfotometriai módszerek (színek, fénygörbék vizsgálata) lehetnek a mindennapi vizsgálat eszközei. Másrészt már az űrszondák és az űrtávcsövek kora előtt alapjaiban helyesen ismertük meg a kisbolygók világát (eloszlások, méretek; egyedi objektumok és családok ásványtani összetétele, alakja, forgásállapota, kráterezettsége, kettősség lehetősége, ütközések lefolyása és ma megfigyelhető hatásai, stb). Ezeket az ismereteket tekintve a közvetlen felszíni vizsgálatok sok tekintetben „csak” bizonyították a már korábban kialakult sejtéseket. Ma is van tehát létjogosultsága a közvetett módszereknek; annál is inkább, mert a közvetlen vizsgálatok sok szempontból egyértelműbbé és részletesebbé tették a közvetett vizsgálatok lehetséges interpretációit, így a jövőben a közvetett módszerek nemcsak a technika fejlődése, hanem az ismeretek gyors bővülése miatt is hatékonyabbá válnak.

A kisbolygók fényváltozásának megfigyelésével az alakjukra és a forgástengely irányára következtethetünk. Erre több lehetőség adódik, elegendő számú megfigyelés esetén az alakot egészen részletesen modellezhetjük. Néhány fénygörbe alapján azonban leginkább háromtengelyű ellipszoid modellezésére van lehetőség. Ennek lényege a következő.

A háromtengelyű ellipszoid súlyponti keresztmetszete integrálással számítható. Egy adott forgástengely körül forgó háromtengelyű ellipszoidra meghatározhatjuk tehát a minimális és maximális keresztmetszetet, ami magnitúdóban kifejezve adódik (Magnusson, 1986):

$$1,25 \log \left[ \frac{(b/c)^2 \cos^2 \phi + \sin^2 \phi}{(b/c)^2 \cos^2 \phi + (b/a)^2 \sin^2 \phi} \right] = A(\phi, 0), \quad (11)$$

ahol  $\phi$  a forgástengely látószöge (aspect angle),  $A(\phi, 0)$  a szoláris fázisra redukált amplitúdó, amely a megfigyelt amplitúdóval az

$$A(\phi, 0) = \frac{A(\phi, \alpha)}{1 + m\alpha} \quad (12)$$

---

<sup>7</sup>IRAF is distributed by NOAO which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) Inc. under cooperative agreement with the National Science Foundation

viszonyban áll. A látószög maga az ekliptikai  $\lambda$ ,  $\beta$  koordináták és a pólus  $\lambda_p$ ,  $\beta_p$  koordinátái alapján

$$\cos \phi = -\sin \beta \sin \beta_p - \cos \beta \cos \beta_p \cos(\lambda - \lambda_p) \quad (13)$$

összefüggéssel számítható; az  $m$  paraméter meghatározása konkrét esetben az alakmodell illesztésének részét képezheti (elegendő adat esetén). Ugyanilyen levezetéssel a háromtengelyű ellipszoid  $H(\phi, \alpha)$  fényességmaximuma is függ  $\phi$  és az  $\alpha$  szoláris fázis értékétől, speciális  $\Phi$  függvényekkel (Bowell és mtsai., 1989) fölírva:

$$H(\phi, 0) = H(90, \phi) - 1,25 \log[(b/c)^2 \cos^2 \phi + \sin^2 \phi] \quad (14)$$

ahol az abszolút fényesség

$$H(\phi, 0) = H(\phi, \alpha) + 2,5 \log[(1 - G) \cdot \Phi_1(\alpha) + G \cdot \Phi_2(\alpha)], \quad (15)$$

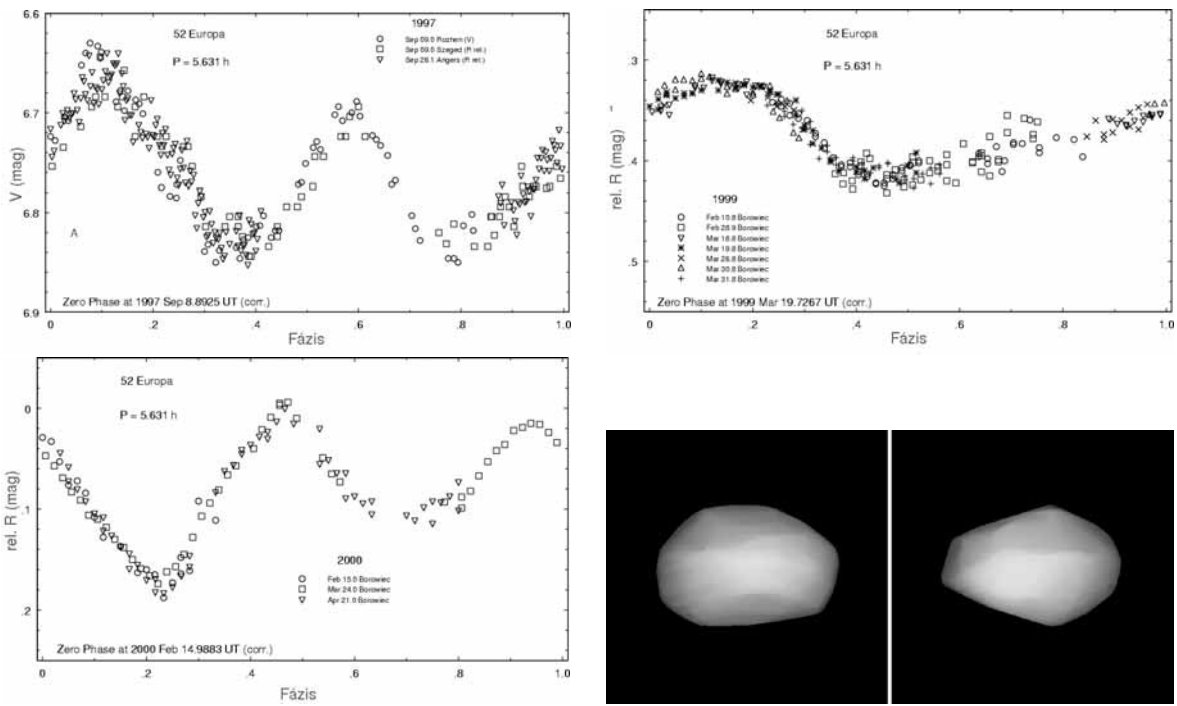
fázisfüggésében a  $G$  paraméter mérésekkel meghatározható.

Mivel a módszer a látszó fényességek és az amplitúdók alapján modellezi az alakot és a forgástengelyt, ezt AM módszernek nevezzük. Kellően sok abszolút fotometriai adat birtokában a  $\lambda_p$ ,  $\beta_p$  pólus-koordináták, az  $a/b$ ,  $b/c$  tengelyarányok és az  $m$ ,  $G$  fázisparaméterek egyszerre illeszthetők. Ehhez legalább 3–4 oppozícióból legalább 6–8 amplitúdó és abszolút fényesség szükséges, ha a mérések elegendően különböző fázisszögeknél készültek. Miután az  $m$ ,  $G$  paramétereknek is közvetlen fizikai jelentősége van (a felszíni kráterek méreteloszlásának hatványával és az albedóval, illetve annak felszíni változásával állnak szoros kapcsolatban), ezzel a módszerrel az alakra illeszkedő háromtengelyű ellipszoid, a forgástengely és a felszín jellege egyszerre meghatározható. Ezen vizsgálatok alapján az  $m$  paraméter S típusú kisbolygokra 0,030 körüli, C típusúakra 0,015, M típusúakra 0,013 (Michalowski, 1993).

Kevesebb vagy rosszabb minőségű adattal általában az  $m$  és  $G$  paraméterekre a klasszifikáció alapján becslést keresünk, és az alak- és forgásmodellt illesztjük.

Az alakmodellezés feltételezi, hogy a különböző rálátáshoz tartozó fénygörbék lehetőleg erősen különbözzenek egymástól. Elég sok és részletes adat birtokában az alak többrendű modellezésére is lehetőség nyílik. Én ilyen modellt nem számoltam, csak egy számításban vettem részt megfigyelésekkel, ezért itt nem térek ki a részletekre (Michalowski és mtsai, 2004, és referenciái). A fénygörbék változatosságát, így ennek a bonyolultabb alakmodellezésnek a lehetőségeit jól szemlélteti az 1. ábra, amely az 52 Europa 3 oppozíciójához tartozó fénygörbéjét és az ezek alapján számított sokadrendű alakmodellt mutatja be.

A kisbolygok forgásirányát az E-módszerek (epocha-módszer) családjával szá-



1. ábra. Az 52 Europa fénygörbéi három oppozíció alkalmával; jobbra lent a fénygörbe-invertálás módszerével számított részleges alakmodell (Michalowski és mtsai, 2004).

mítják ki. Ennek egy, a változócsillagok analizisével szoros rokonságban álló és jól illusztrált technikája az  $O - C'$  modellezés (Szabó és mtsai., 1998; Sárnecky és Szabó, 1998; Kiss és mtsai, 2001). Az E-modellezések alapföltevése az, hogy a kisbolygóhoz tartozik egy jellegzetes szinodikus forgási fázis, amelynek alkalmával bármely rálátás esetén minimumot észlelünk.<sup>8</sup>

Az  $O - C'$  módszer alapgondolata az, hogy a sziderikus periódus ismeretében az észlelt fényességminimumok eltérése az előjelzéstől csupán geometriai okokból következik, hiszen a kisbolygó forgási periódusa állandó. Az eltolódásokat geometriai jellemzőkkel kifejezzük, és az észlelések ismeretében a megfelelő illesztés elvégezhető. A mért O-C definíciója a következő alakú:

$$O - C = T_{\min} - (E_0 + N \cdot P_{\text{sid}}) \equiv \left\langle \frac{\Delta T}{P_{\text{sid}}} \right\rangle P_{\text{sid}}, \quad (16)$$

ahol  $T_{\min}$  a minimum megfigyelt időpontja,  $E_0$  egy epocha, az  $N$  az epocha és az észlelt minimumidőpont között eltelt ciklusok (tengelyforgások) egész száma,  $P_{\text{sid}}$  a periódus ideje.  $\Delta T = T_{\min} - E_0$ ,  $\langle \rangle$  törtrészt jelöl. Az elméleti  $O - C'$  a pólusok

<sup>8</sup>Pontosabban létezik egy, a kisbolygóval együttforgó vektor, amelyre igaz, hogy a bármely rálátás esetén észlelt fényességminimum időpontjában ezt a vektort is pontosan a tengelyforgás által megengedhető minimális vetületben látjuk.

koordinátájának függvénye:

$$O - C' := \frac{O - C}{P_{\text{sid}}} = \frac{1}{\pi} \arctan \frac{\tan(\Lambda - \lambda_p)}{\sin(\beta_p - B)} \quad (17)$$

ahol  $\Lambda$  és  $B$  a (geocentrikus) ekliptikai hosszúság és szélesség,  $\lambda_p$  és  $\beta_p$  a pólus koordinátái.

Az E-módszerek és az  $O - C'$  módszer lényeges különbsége az, hogy az  $O - C'$  az idő helyett a geocentrikus hosszúság függvényében vizsgálható. Az elméleti görbe alakjából látszik, hogy az  $O - C'$  szigorú monoton függvény. Értéke egy tengelyforgás alatt pontosan  $\pm 1$  értékkel változik, a forgás irányától függően (prográd forgásnál egy forgást „nem veszünk észre”, az  $O - C'$  növekszik és fordítva). A modellezéskor  $P - \text{sid}$ ,  $\beta_p$  és  $\lambda_p$  értékét változtatva a megfigyelt (16) adatokra illesztjük (17)-t, amiből a sziderikus periódus és a pólus helyzete adódik.

A módszernek két fontos szimmetriája van. Egyrészt a mért  $O - C'$  jelentése nem változik az epocha változásával; ezért vagy egy idő irányú konstans eltolást kell belevenni a modellbe (azaz az epocha is illesztendő), vagy ezt megkerülendő az  $O - C$  pontok különbségeit kell az elméleti görbéről adódó különbségekre illeszteni. Másrészt szimmetrikus fénygörbék esetén a minimumok megkülönböztethetetlenek, ekkor vagy meg kell engedni a mért  $O - C$  pontok  $k \cdot P$  ( $k = -1/2, 0, 1/2$ ) értékű eltolásait, vagy az illesztést a  $P^* = P_{\text{sid}}/2$ ,  $\Lambda^* = 2 \cdot \Lambda$  transzformált koordinátákkal kell elvégezni. A pólus helyzete az AM-módszertől függetlenül adódó adat, és a modellezés két módjának összevetését teszi lehetővé. A tengelyforgás irányát csak E-módszerekkel lehet meghatározni.

A kisbolygó-fotometriai (mind vizuális, mind infravörös tartományban) vizsgálatok legjelentősebb eredményei a következők.

1. A színindexek alapján a kisbolygótípusok fölfedezése (pl. ECAS program, Tholen, 1984, Tholen, 1989)
2. Az IRAS és vizuális színindexek alapján albedó, ez alapján átmérő meghatározása (pl. Barucci és mtsai., 1987)
3. A kisbolygók fényváltozásának fölfedezése és magyarázata (pl. Magnusson, 1992)
4. A forgási periódusok alapján a kisbolygók ütközéses fejlődésének igazolása (pl. Magnusson, 1992)
5. Fotometriai  $m$ ,  $G$  paraméterek alapján a felület állagának (egyenetlenségének) vizsgálata (Zappalà és mtsai., 1990, Bowell és mtsai., 1989)
6. Jarkovszkij-folyamat kimutatása a főövben; a földsúroló kisbolygók eredete (La Spina és mtsai, 2004)

## 2.4. Üstökösök fotometriai vizsgálata

### 2.4.1. Gáztermelés meghatározása apertúra-fotometriával

A gázkomponensek termelési rátáját a Haser-modell alapján határozhatjuk meg. Az üstökös-kómában a (3.) egyenlet szerint  $M$  molekula van, ezek egyenként várhatóan  $\gamma$  rezonátorerősséggel sugároznak, összesen  $M\gamma$  teljesítményt produkálva. Atomfizikai meggondolások alapján nyilvánvaló, hogy  $\gamma$  és  $l_1$  skálahossz függeni fognak a  $D$  naptávolságtól,  $\gamma \sim D^{-2}$ ,  $l_1 \sim D^2$ . Ezért az adott részecskék által produkált teljes luminozitás

$$L_{em} \equiv M\gamma = \frac{Q}{v} l_1(D) \cdot \gamma(D) = \frac{Q}{v} \cdot l_1(1\text{cs.e.}) D^2 \cdot \gamma(1\text{cs.e.}) D^{-2} \equiv \frac{Q}{v} \cdot X_1 \cdot g_0$$

értéke független lesz a naptávolságtól (Haser, 1957). Az  $X_1$  mennyiség neve a leányelem Haser-skálahossza, a  $g_0$ -t (is) egyszerűen rezonátorerősséggént szokták említeni, mindkettőt a Naptól 1 csillagászati egységre járó üstökös kómájára adják meg táblázatos formában.

Ezekkel az adatokkal és az adott emisszió  $F_{em}$  fluxusával az  $R$  földtávolságú üstökös anyagtermelése a következő módon írható föl:

$$Q = \frac{F_{em} 4\pi R^2}{g X_1} v, \quad (18)$$

ahol a kiáramló anyag sebessége

$$v = 0,58 D[\text{cs.e.}]^{-0.5} \quad (19)$$

alapján számítható (Delsemme, 1982).

Az üstökös adott emissziójának  $F_{em}$  fluxusát meg lehet határozni interferenciaszűrős CCD-képek apertúra-fotometriájával. A képről meghatározott fluxust szoláris analóg spektrálstandardok megfigyelése alapján, az interferenciaszűrő áteresztésének ismeretében könnyen lehet kalibrálni,

$$1ADU \sim \frac{10^{0,4-\beta X}}{n} \int_0^\infty S(\lambda) F(\lambda) d\lambda, \quad (20)$$

ahol  $X$  a levegőtömeg,  $n$  a standardból érkező jel ADU-ban,  $S(\lambda)$  a spektrális standard ismert fluxussűrűsége,  $F(\lambda)$  pedig az interferenciaszűrő áteresztési függvénye. Mivel meg kell határozni a levegőtömeg abszorpciójának magasságfüggését is ( $\beta$  együttható), ehhez vagy két spektrális standardra, vagy a spektrális standard legalább két mérésére van szükség. Fotometriai minőségű égen  $\beta$  lassan változik, és elég néhány óránként újramérni.

Mivel az interferenciaszűrők hullámhosszán a kontinuum járulékát is látjuk,



a járulékot és annak színtüggését meg kell határozni a mért instrumentális  $f_{em,c}$  fluxusban. Az üstökösből származó emissziót ezért az interferenciaszűrővel és közeli keskenysávú  $K1, K2$  szűrőkkel megfigyelt  $f_{em,c}, f_{K1,c}, f_{K2,c}$  instrumentális fluxusok segítségével írjuk föl:

$$F_{em} = f_{em,c} - f_{kontinuum,c} = f_{em,c} - f_{K1,c} \cdot 10^{-0.4(\alpha_{em} \cdot f_{K1,c}/f_{K2,c} + \kappa_{em})}, \quad (21)$$

ahol a transzformáció színtüggését mutató  $\alpha_{em}$  együtthatót és a  $\kappa_{em}$  zérusponi együtthatót a látómező csillagainak  $f_{em,*}, f_{K1,c}, f_{K2,c}$  instrumentális fluxusainak illesztésével számíthatjuk,

$$f_{kontinuum,*} = f_{K1,*} \cdot 10^{-0.4(\alpha_{em} \cdot f_{K1,*}/f_{K2,*} + \kappa_{em})}. \quad (22)$$

Az  $\alpha_{em}, \kappa_{em}$  együtthatók a légköri állapotoktól is függenek, ezért azokat minden interferenciaszűrőre és minden egyes megfigyelésre külön kell illeszteni.

#### 2.4.2. Portermelés meghatározása apertúrafotometriával

Egy izotrop módon reflektáló porrészecske látszó  $F_*$  fluxusa  $D$  naptávolság és  $R$  földtávolság mellett

$$F_* = A\tau \frac{L_{Nap}}{D^2 R^2}, \quad (23)$$

ahol  $\tau$  a részecske vetülőterülete,  $A$  pedig az albedója. Ezt átírhatjuk skaláregyenletbe, ha  $D$  csillagászati egységben szerepel.

Alkossanak egyforma nagyságú és azonos albedójú részecskék egy üstökös-kómát. Most sok ilyen részecskénk van, pl.  $\xi$  darab. Ekkor a kóma fényessége, a fönt említett megfontolásokkal,

$$F_* = A\xi\tau \frac{F_{Nap}}{D[\text{CsE}]^2 R[\text{m}]^2}, \quad (24)$$

ahol  $F_{Nap}$  a Nap látszó fluxusa 1 csillagászati egységről.

Számoljuk össze  $f(\rho)$  (5. egyenlet) segítségével  $\xi\tau$  értékét, azaz mekkora reflektáló felületet találunk  $\rho$  sugáron belül! Nyilván

$$\xi\tau = A \int_0^\rho 2\pi f(\rho') d\rho' = A\tau \frac{Q}{v} \rho \equiv 2\pi A f \rho^2.$$

Ez a kifejezés az (5) egyenlet miatt  $\rho$ -val egyenesen arányos. Tehát ilyen kómában az  $Af\rho = Af(\rho)\rho$  függvény  $\rho$ -tól független konstans, és közvetlenül az üstökös portermelését méri ( $Q$ -val arányos). Előző megfontolásunk és (24) alapján

$$Af\rho(\rho) = \frac{4D_{[\text{cs.e.}] }^2 R_{[\text{m}]}^2 F_{\text{üstökös}}}{\rho F_{\text{Nap}}}, \quad (25)$$

ahol  $F_{\text{üstökös}}$  az üstökös kóma  $\rho$  sugáron belüli részéből származó fluxus. A mérés módszere még a fotométerek korához kötődik, amikor olyan mennyiséget kellett találni, amely független a használt apertúra méretétől és az üstökös geometriai adataitól is (A'Hearn, 1984), ám az  $Af\rho$  a CCD-korszakban is hasznosnak bizonyult. Az  $Af\rho$  dimenziója hosszúság, számértéke pedig általában kissé változik  $\rho$  változásával.

Az  $Af\rho$  változása a kómán belül arra utal, hogy nem teljesülnek a Haser-modell föltételei. Tehát az anyagtermelés és az anyag elhelyezkedése a kómában vagy nem gömbszimmetrikus, vagy nincs egyensúlyban (rövid időskálán változik az aktivitás, fűtés miatt nagy hőmérsékleti- és sebességgradiens van jelen, vagy egyéb okból), optikailag vastaggá vált a kóma, radiálisan jelentősen változik a por jellege stb. Az  $Af\rho$  függvényt immár elvonatkoztatva a jelölés eredetétől, önálló függvénynek ( $Af\rho(\rho)$ ) tekintjük, változását pedig a kóma profiljának nevezzük.

## 2.5. Az üstökös magjának fotometriája

A szilárd magból származó fényességet igen nehéz megmérni, mert a mag sűrű kómába van ágyazva, amelynek jelentős fényességjárulékát le kell vonni. Ráadásul a légköri és műszeres effektusok miatt a mag fényessége szétszóródik a belső kóma egy részének képére is, ezért kedvezőtlenül nagy diafragmákban kell a fényességet mérni, ahol még több lesz a kóma járuléka.

A mérés elve az, hogy a külső kómában (25) alapján meghatározzuk a por sűrűségét és a kóma profilját, majd ezt extrapolálva a belső kómába modellezzük a belső kóma adott diafragmából származó fényességjárulékát. A magra centrálva meghatározzuk az összfényességet, és a különbség (elvileg) megadja a mag fényességjárulékát:

$$I_{\text{mag}} = I_{\text{mért}} - I_{\text{kóma}}. \quad (26)$$

A kóma fényességjáruléka is függ a légköri nyugodtságtól. A kóma profilja alapján ugyanis a magtól  $\rho$  távolságban  $Af$  fényességsűrűséget mérünk; ez a légköri nyugtalanság és a műszereffektusok miatt izotrop módon  $PSF(d)$  valószínűséggel szóródik  $d$  szögtávolságra. Ezért a belső kóma fényessége kiszóródik, a külső kómáé beszóródik; mindennek hatása az  $R$  sugarú diafragma intenzitására

$$I_{\text{be}} - I_{\text{ki}} = \int_R^\infty Af(x)PSF(x-R)f(x-R) 2\pi x dx - \int_0^R Af(x)PSF(R-x)f(R-x) 2\pi x dx, \quad (27)$$

ahol  $f(x-R)$  annak statisztikus súlya, hogy a diafragmán kívül, a magtól  $x > R$  távolságban keletkező fény éppen a diafragma irányába szóródik be;  $f(R-x)$  pedig annak statisztikus súlya, hogy a magtól  $x < R$  távolságban keletkező fény épp a diafragma irányában szóródik ki. Az  $f$  függvények tehát geometriai

jelentést hordoznak,  $PSF(d)$  viszont képenként változik.

Az összehasonlító csillagok fénye is kiszóródik a diafragmából, mégpedig

$$I_{ki,*} = \int_R^\infty 2\pi x PSF(x) dx \quad (28)$$

mértékben. Ez jelentős akkor, ha  $R \approx \langle PSF(d) \rangle$  értékéhez áll közel, márpedig a kis méretű mag kis járulékanak szignifikáns kimutatásához a diafragmát nagyjából erre az értékre *kell* választani.

Méréskor a kóma relatív (összehasonlítóhoz viszonyított) fényessége (27) és (28) hányadosa szerint változik. Mivel a diafragma mérete a PSF-hez hasonló, az összehasonlító csillagból sok fény szóródik ki, és nincs beszóródás; a kóma kiterjedése és a beszóródás miatt azonban  $PSF$  változásával a kóma mért fényessége csak kevésbé csökken. Következésképpen a belső kóma a légkör nyugodtságának romlásával együtt látszólag kifényesedik az összehasonlító csillaghoz képest.

Ezért a kómába beszóródó fényességjárulék képenként, a kóma profiljától függő mértékben változik. Ez különösen akkor okoz gondot, ha a belső kóma saját fényességváltozására vagyunk kíváncsiak, mert pl. az üstökös magjának tengelyforgását akarjuk kimutatni. Ekkor a kifényesedést tapasztalati úton korrigáljuk, mégpedig úgy, hogy a legnyugodtabb légkörnél fölvevett kép alapján Gauss-elmosással előállítjuk a rosszabb képek PSF-ét, ezekben pedig, miután a mag járuléka természetesen nem változik, a magvidék kifényesedéséből következtethetünk a romló légköri nyugodtságból származó beszórt fény mennyiségére (Licandro és mtsai., 2000a)

A belső kóma modellezésekor a szilárd magot végtelenül kicsinek tekintjük. Így a modell egy hatványfüggvény alakú kómára szuperponálódott Dirac-delta az origóban, amelynek intenzitásviszonyai

$$I_{\text{modell}}(\rho, \phi) = I_{\text{modell}}(\rho) = p_R C \cdot \delta(0) + N \cdot \rho^{-\beta}. \quad (29)$$

Itt  $p_R$  és  $C$  a mag geometriai albedója és keresztmetszete, a kóma  $N$  súlyát és a  $\beta$  hatványkitevőt pedig a külső kómára illesztve extrapoláljuk a belső kómára. Haser-modell esetén  $\beta = -1$ . Megfigyeléskor a valós intenzitásviszonyok a  $PSF$ -fel és az üstökös  $m$  sajátmozgásának térképével konvolválnak, így a megfigyelésekre illesztendő kóma általános alakja

$$I_{\text{modell}}(x, y) \otimes PSF(x, y) \otimes m(x, y),$$

a meghatározandó mennyiség pedig  $p_R C$ .

A mag átmérőjének meghatározásához Eddington (1910) képletét szokták al-

kalmazni,

$$p_R C = \frac{2,25 \cdot 10^{22} \pi R^2 \Delta^2 10^{0,4(m_{\text{Nap}} - m_R)}}{10^{-0,4m \cdot \alpha}},$$

ahol  $p_R$  a geometriai albedó,  $C$  a mag átlagos keresztmetszete,  $m_{\text{Nap}} = -27,96$  a Nap fényessége  $R$  színben,  $\alpha$  a szoláris fázis. Az  $m$  paraméter értékét 0,04-nek szokták becsülni, ami nagyságrendileg akkora, mint a kisbolygók látszó fényességének fáziskorrektója<sup>9</sup>.

A hibaszámításkor figyelembe kell venni, hogy (10) képletében  $H$  helyén a kómából származó háttér fotonzaja és bizonytalansága szerepel. Mivel ez általában nagy, ez a mérés sok hibával terheli.

### 2.5.1. Felületi fotometria

A felületi fotometria a kiterjedt objektumok fényességeloszlásának föltérképezésében már a fotografikus korszakban is hatékony eszköznél bizonyult. Ennek továbbfejlesztett változatait gyakran alkalmazza az asztronómia több ága, elsősorban az extragalaktikus csillagászat.

Az eljárás lényege az, hogy az apertúra-fotometriához hasonlóan a kép valamely  $A$  szegmensében összegezzük az  $I(x, y)$  intenzitásértékeket, majd normáljuk az apertúra  $\nu(A)$  területével (általában négyzetív másodperc egységekben). A kapott

$$\mu(A) = -2,5 \log \frac{\sum I(x, y)}{\nu(A)} + z \quad (30)$$

felületi fényességet egy, a kiválasztott szegmenshez tartozó  $(x_0, y_0)$  koordinátához (pl. az apertúra középpontjához) rendeljük. A  $z$  zéruspont meghatározásához egy ismert  $m_0$  fényességű csillag  $I$  intenzitásának mérésével jutunk el, hiszen ekkor  $z = m_0 + 2,5 \log I$ . Az instrumentális felületi fényességet ugyanúgy kell transzformálni, mint az instrumentális fényességeket (Henden & Kaitchuk, 1982, Szatmáry, 1994, Kiss, 2000).

Ha az apertúrát nagy átfedésekkel mozgatjuk, úgy végeredményben az eredeti kép erősen simított, „zajszűrt” maszkját állítjuk elő.

Az utólagos képföldolgozás azt a célt is szolgálhatja, hogy bizonyos szimmetriának eleget tevő információt eltávolítunk a képből, így kifejezetten az aszimmetrikus részek morfológiáját kiemelve. Így válnak láthatóvá az anyagsugarak (jet), a kómában lévő esetleges héjak, a mag árnyéka stb. Az így földolgozott képeknek ezért az összfluxusa általában 0, hiszen a képből levontuk annak egy szimmetrizáltját.

Két fontos eljárást lehet az üstökös kutatás kapcsán megemlíteni. A Sekanina-ábrák az üstökösökben föllépő, adott skálahosszú radiális változásokra és adott

---

<sup>9</sup>v.ö. 15., 21. o.

szögeltéréssel jelentkező aszimmetriákra érzékenyek. A Sekanina-transzformáció alakja

$$I(r, \Phi)_{új} = I(r, \Phi) - \frac{1}{2}I(r + \delta, \Phi + \phi) - \frac{1}{2}I(r + \delta, \Phi - \phi), \quad (31)$$

ahol  $I(r, \Phi)_{új}$  a transzformált kép polárkoordinátás alakja,  $I(r, \Phi)$  az eredeti kép,  $\delta$  és  $\phi$  pedig általában kis távolságok és szögek. A transzformáció tehát képek két-paraméteres családját hozza létre, melyek közül azoknak van jelentősége, ahol  $\delta$  és  $\phi$  fontos aszimmetriákat jellemeznek.

A képben található általános aszimmetriákat az azimutális átlag levonása (azimutális renormálás, pl. Szabó és mtsai., 2002 és referenciái) emeli ki, ennek alakja a következő:

$$I(r, \Phi)_{új} = \frac{1}{N}I(r, \Phi) - \frac{1}{N} \frac{1}{2\pi r} \int_0^{2\pi} I(r, f)df, \quad (32)$$

ahol az  $N$  tényezőt úgy kell megállapítani, hogy az eredményképet egységnyi fluxusra normálja. A transzformációt numerikusan természetesen csak integrálközelítő módszerekkel lehet elvégezni.

## 2.6. Statisztikai módszerek

A nagy égboltfölmérések rengeteg (akár több tízezer) kisbolygót figyelnek meg, azonban általában nem készítenek róluk folyamatos adatsort, és a teljes forgási fázist sem fedik le – így a klasszikus fénygörbe-analízis ebben az esetben nem alkalmazható. A megfigyelések nagy száma miatt viszont az adatokat egy vizsgálni kívánt szempont szerint válogathatjuk; így statisztikus mintát készíthetünk, amelyben a kisbolygók adott csoportjának jellemző tulajdonságai vizsgálhatók. Statisztikus vizsgálatra általános esetben két út kínálkozik:

1. Az egyedi kisbolygók részletes megfigyeléséből meghatározott paraméterek egyikét vizsgáljuk a mintában,
2. Nagyszámú kisbolygóról gyűjtünk a feladat szempontjából minimális mennyiségű adatot, és ezek statisztikájával határozzuk meg a keresett paramétert.

Az első feladatra példa a kisbolygók forgási periódusának eloszlása (Pravec és mtsai., 2000), de az imént említett okból ez a megközelítés a nagy égboltfölmérések esetén nem alkalmazható; ilyen adatokból a 2. számú stratégia alapján lehet statisztikát készíteni. Ennek nagy előnye, hogy az égboltfölmérések valamely paramétert nagyon pontosan mérnek, amelynek nagy mintán (több száz, több ezer objektum) végzett statisztikája olyan apró részleteket is kihangsúlyozhat, amelyek már elvesznének az egyedi objektumok részletes vizsgálatakor a mérés zajában.

### 2.6.1. Statisztikai minták

Ha nagyon nagy számú adatból kell kiválasztani egy, a statisztika szempontjából érdekes csoportot, automatikus válogatást kell végeznünk. A feladat pontosabb megfogalmazása a következő: nagyszámú elem (pl. kisbolygó) között van néhány *a priori* ismert speciális típusú (pl. Trójai kisbolygó). Hogyan tudjuk megtalálni azokat a mintaelemeket, amelyek szintén e csoportba tartoznak, azonban erről nincs *a priori* ismeretünk (pl. az eddig fölfedezetlen Trójai kisbolygókat)?

A lehetséges megoldás első lépése, hogy kiválasztjuk a válogatás szempontjából fontos paramétereket, esetleg fontos származtatott mennyiségeket számolunk ki. Majd néhány ismert objektum elhelyezkedése alapján a paraméterek terében kijelölünk egy jellemző térfogatot (kiválasztási térfogat), ahová az óhajtott tulajdonságú mintaelemek esnek, és a térfogatba eső összes elemből építjük föl a statisztikus mintát. Például az ismert Trójai kisbolygók mozgása alapján a látszólagos égi elmozdulás terében helyezzük el az összes kisbolygót, és külön kiemeljük a Trójai kisbolygókat. Majd meghatározzuk azt a tartományt, ahová nagy valószínűséggel (lehetőleg kizárólag) az ismert Trójai kisbolygók esnek. Az automatikus kiválasztás alapján az összes további kisbolygót, amelyek az imént definiált kiválasztási térfogatba esnek, a megfigyelt (ám esetleg eddig nem katalogizált) Trójai kisbolygók mintájának tekintjük.<sup>10</sup>

A válogatás eredménye a statisztikus minta. Ez a minta nem szükségszerűen tartalmazza az összes Trójai kisbolygót, hiszen a kiválasztási térfogattól célszerű elhagyni azokat a területeket, ahol a Trójai kisbolygók keverednek az ismert fővbeli kisbolygókkal. A statisztikus minta ettől függetlenül is tartalmazhat olyan elemeket, amelyek a paraméterek terében *beleestek ugyan* a kiválasztási térfogatba (mérési hiba vagy elégtelen válogatási algoritmus eredményeként), ám valójában nem a Trójai csoport tagjai. A minta teljességének (completeness) nevezzük azt a számot, amely megmutatja, hogy az egyáltalán átválogatott Trójai kisbolygók hanyad része került bele ténylegesen a statisztikus mintába. A minta tisztasága (clearness) pedig megmutatja, hogy a statisztikai minta elemeinek hanyad része kerül ki a Trójai kisbolygók közül.

Ezt a két paramétert becsülhetjük a katalogizált Trójai kisbolygók viselkedéséből. Legyen  $K$  elemű statisztikus mintánk, amely  $M_T$  darab katalogizált Trójai kisbolygót és  $M_F$  darab katalogizált, ismert nem Trójai kisbolygót tartalmaz; a mintában lévő katalogizálatlan kisbolygók száma nyilván  $K - M_T - M_F$ . Tudjuk, hogy az átválogatott minta összesen  $N$  darab Trójai kisbolygót tartalmazott.

---

<sup>10</sup>A továbbiakban a tárgyalás egyszerűsége kedvéért végig „ismert Trójai kisbolygókat”, „Trójai kisbolygókat” és „egyéb” vagy „fővbeli kisbolygókat” említek „*a priori* ismert mintaelemek”, „kívánt tulajdonságú mintaelemek” és „összes mintaelem” helyett. A szóhasználat formális visszaállításával azonban az általánosítás kézenfekvő.

Ekkor a minta  $T$  tisztaságát és  $C$  teljességét becsülhetjük a következőképpen:

$$T \approx \frac{M_T}{M_T + M_F}, \quad (33)$$

$$C \approx \frac{N}{M_T}. \quad (34)$$

Optimális esetben nyilván  $T = C \equiv 1$ , „rosszabb” válogatásnál ez a két szám kisebb. A közelítés föltételez bizonyos függetlenségeket, pl. azt, hogy az ismert kisbolygók fölfedezése nem függ expliciten a Trójai vagy nem-Trójai mivoltuktól. Ezek a feltételek nem mindig teljesülnek (pl. nem teljesülnek a konkrét példában), de a közelítés torzításának iránya általában megállapítható. Ha a közelítés rontja az empirikus értékeket,<sup>11</sup> a minta statisztikai minőségét alulról becsülhetjük a (33–34) egyenletek segítségével.

### 2.6.2. Néhány alkalmazott statisztikus módszer

A statisztikai minták értékelése szempontjából fontos kérdések két nagy csoportra oszthatóak:

1. Elegendő biztonsággal állítható-e két (több) mennyiségről, hogy függenek egymástól? Ha igen, pontosan milyen kapcsolatban állnak egymással?
2. Megállapítható-e, hogy egy adott statisztikai minta (nem) egy adott eloszlásból származik? Mik lehetnek ennek az eloszlásnak a paraméterei? Igazolható-e, hogy két statisztikai minta különböző eloszlásokból ered?

E kérdések gyakran egyszerű matematikai eljárással megválaszolhatóak; az értekezés szempontjából fontosabbakat egész vázlatosan a következőképpen lehet összefoglalni (Lupton, 1993 és Bronstein és mtsai., 2002 alapján).

A minta paramétereinek egymástól való függését általában kimutathatjuk korrelációvizsgálattal. Egy  $n$  elemű, egy független változót tartalmazó  $(x_n, y_n)$  adatsor esetén az  $r$  lineáris korrelációs koefficiens alakja

$$r = \frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n \left( \frac{x_i - \langle x \rangle}{\sigma_x} \right) \left( \frac{y_i - \langle y \rangle}{\sigma_y} \right), \quad (35)$$

ahol  $\langle A \rangle = \sum_{i=1}^n \frac{A_i}{n}$ ,  $\sigma_A = \sqrt{\sum_{i=1}^n \frac{(A_i - \langle A \rangle)^2}{n-1}}$ ; továbbá megmutatható, hogy  $r$  egy  $-1$  és  $1$  közötti szám. Többdimenziós lineáris esetben, ha  $y_n = y_n(x_{1,n}, x_{2,n}, \dots, x_{k,n})$ , az  $y, x_k$  párokra iménti módon számolt  $r_{y,x_k}$  parciális korrelációs koefficiens négyzetösszege,  $\sum r_{y,x_k}^2 \equiv 1$ . Ezt egyszerűen úgy fogalmazzuk meg, hogy az  $y$

<sup>11</sup>ahogy a példában rontja a tisztaságot, hiszen a potenciálisan szennyező fővbeli kisbolygókat sokkal kisebb átmérőig ismerjük, mint a Trójaiakat

adatsor  $x_k$ -val való korrelációjának erősségét  $r_{y,x_k}^2$  jellemzi. Valós mérési adatok esetében az  $X$  és  $Y$  fizikai mennyiségek korrelációjának erősségét ezért az  $r_{X,Y}^2$  számításával jellemezzük. Ezzel a számítással eldönthető, hogy – konkrét lineáris modell esetén – a modell a megfigyelt korreláció „hány százalékát” magyarázza meg.

A korrelációhoz tartozó lineáris modell számszerű meghatározását lineáris regressziónak (egyenesillesztés) nevezzük. A főt említett jelölésekkel ezt a modellt

$$Y = a + bX \quad (a = \langle Y \rangle - b\langle X \rangle, \quad b = r_{X,Y} \frac{\sigma_Y}{\sigma_X}) \quad (36)$$

alakban határozzuk meg. Megmutatható, hogy a legkisebb négyzetek módszerével végzett illesztés szintén a (36) egyenletre vezet. A többváltozós esetben ( $k$  darab  $l$ -dimenziós adatvektor) a korrelációs mátrix elemeinek számításával határozhatjuk meg a lineáris modellt és a paraméterek konfidencia-intervallumát.

Általánosabb esetben két különböző elemszámú eseménysorozatról (pl. egy  $P_n$  és egy  $Q_m$  mérésorozatról) kell eldönteni, hogy van-e az elemeik közt nem véletlenszerű kapcsolat. Ez a kérdés akkor is megvizsgálható, ha a változók nem számok (hanem vektorok, színek stb.); vagy számok ugyan, de a különböző elemszámok miatt nem alakíthatók párokká, tehát nem vizsgálható a korreláció. Ekkor Fischer-tesztet alkalmazhatunk (Weisstein, 1999), amelynek (szinte) egyetlen feltétele, hogy az események eredménye véges számú állapot közül kerüljön ki.

Azt, hogy egy minta adott típusú eloszlásból származhat-e, statisztikus próbák segítségével igazoljuk. Ennek fizikai alkalmazásban akkor van igazán jelentősége, ha egy modell explicite adott típusú eloszlást jósol, és épp ezen keresztül kívánjuk azt ellenőrizni. Az  $x_n$  tapasztalati eloszlásra (mérésorozatra) illeszkedő adott típusú paraméteres  $f(x, a)$  eloszlás paramétereit általában a likelihood-függvényen keresztül határozhatjuk meg, amelynek alakja

$$L(a) = f(x_1; a) \cdot \dots \cdot f(x_n; a); \quad (37)$$

$a$  legvalószínűbb értékét  $L(a)$  maximuma adja meg.  $L(a)$  egydimenziós  $\chi^2$  eloszlást követ, amelyből  $a$  adott szignifikanciaszinthez tartozó konfidencia-intervalluma is meghatározható.

Azt, hogy egy minta *nem* az adott eloszlásból származik, Kolmogorov-teszttel igazoljuk. Ha az  $n$  elemű minta és a vizsgált elméleti eloszlás kumulatív eloszlás-függvényei  $F_m$  és  $F_t$ , a

$$K = \sqrt{n} \cdot \sup(|F_m(x) - F_t(x)|) \quad (38)$$



statisztika  $F_K(x)$  Kolmogorov<sup>12</sup>-eloszlást követ; vagyis ha  $F_K(K)$  nagyobb, mint a vizsgálat szignifikanciaszintje, akkor elvethető, hogy a minta a vizsgált elméleti eloszlásból származik.

Két minta ( $m$  és  $n$  elemű,  $F_m$  és  $F_n$  kumulatív eloszlásfüggvényekkel) különbözőségét Kolmogorov–Szmirnov-teszttel mutathatjuk ki; ugyanis a

$$K = \sqrt{\frac{mn}{m+n}} \cdot \max(|F_m(x) - F_n(x)|) \quad (39)$$

statisztika szintén Kolmogorov-eloszlású.

Hasonló eljárásoknak többdimenziós általánosításai is ismertek; a dolgozat szempontjából csak az egyik többdimenziós eset releváns, amely a következőképpen foglalható össze. Legyen egy kétváltozós eloszlás  $\Psi(z, L) = \rho(z)\psi(L)$  alakú. Ha a jobb oldal két tagja független, Petrosian (1992) módszerével  $\rho(z)$  és  $\Psi(L)$  nemparaméteres alakban meghatározható. A függetlenség például permutációs módszerrel ellenőrizhető; ennek alapja, hogy ekkor a mért  $(z_i, L_i)$  párok tetszőleges  $(z_i, L_j)$  permutációja (minden  $j = 1, 2, \dots$  csak egyszer szerepel) egyformán valószínű eloszlást ad; ellenkező esetben a függetlenségi hipotézis elvetendő. A permutációs vizsgálat kis módosítással akkor is alkalmazható, ha az  $(z_i, L_i)$  adatok  $L$ -től függő módon „csonkítottak” (például azért mert nem tudjuk kivitelezni a mérést a  $(z, L)$  sík egy  $L$ -től függő tartományán). Ezt a módszert én kifejezetten adatpárok függésének kimutatására használtam.

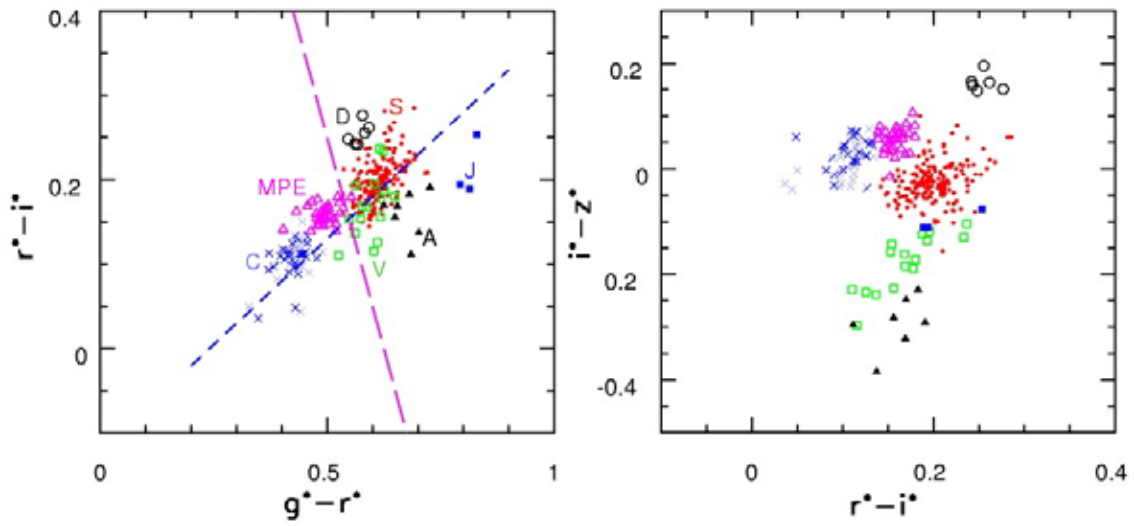
## 2.7. Az SDSS MOC

Az SDSS (Sloan Digital Sky Survey) egy digitális fotometriai és spektroszkópiai fölmérés, amely az Északi Galaktikus Pólus környékén 10 000 négyzetfokos területet fed le (összehasonlításképp: a teljes éggömb közel 42 000 négyzetfok). Egy nagyobb határfényességű fölmérésben további 225 négyzetfokos területet is vizsgálnak a Déli Galaktikus Pólus területéről (Azabajian és mtsai., 2003, és ennek referenciái). A fölmérés végén kb. 50 millió csillag és hasonló számú galaxisról nyerünk fotometriai adatokat. A fotometriai fluxusokat a módosított Gunn-rendszer v,g,r,i,z (3551, 4686, 6166, 7480, 8932 Å effektív hullámhosszak) szűrőivel majdnem szimultán módon veszik föl; a határfényesség 22,0, 22,2, 22,2, 21,3, 20,5 magnitúdó lesz az egymást követő szűrőkkel (az északi fölmérésben). Az asztrometriai pontosság kb. 0,1 ívmásodperc (Pier és mtsai, 2002), és a galaxis-csillag szeparáció kb. 21,5 magnitúdóig megbízható (Lupton és mtsai., 2001).

Bár az SDSS elsősorban kozmológiai program, a fölvett anyag jelentős

---

<sup>12</sup> $F_K(x) = 1 + 2 \sum_{l=1}^{\infty} (-1)^l l^2 e^{-2l^2 x^2}$



2. ábra. A különböző típusú kisbolygók jellemző tartománya az SDSS MOC kétszíndiagramjain, I01 alapján.

mennyiségű kisbolygót és egyéb mozgó égitestet tartalmaz, melyeket azért kellett automatikusan megkeresni, hogy a kisbolygók véletlenül se kerüljenek az extragalaktikus spektroszkópiai programba. Az SDSS MOC (Moving Object Catalog) végül a jelenlegi többszín-fotometriai kisbolygó-fölméréseknél (pl. Zellner, Tholen & Tedesco, 1985) 5 magnitúdóval nagyobb határfényességű, publikus katalógust ad (SDSS Mozgó Objektumok Katalógusa, ezután MOC), amely az ismert kisbolygókat azonosítja, pályaelemeiket és egyéb geometriai adatait is közli. Az SDSS MOC kb.  $0,03^\circ/\text{nap}$  sebességű objektumokat még jó hatékonysággal fölismer (I01), 21 magnitúdós határfényessége azt jelenti, hogy a fővben 400 méteres átmérőig hatékony.

Az SDSS ötszín-fotometriai színindexei a kisbolygók fotometriai osztályozását is lehetővé teszi (2. ábra). I01 megvizsgálta a  $g-r$ ,  $r-i$ ,  $i-z$  színekből előálló kétszíndiagramokat, és kimutatta, hogy a színek alapján lehetséges az egyedi kisbolygók hatékony osztályozása. A C és V típust egyaránt „kék”  $r-i$  (0,1 magnitúdó körül) szín, ám eltérő  $i-z$  (C-re 0 körül, A-ra  $-0,2$  körül) jellemzi, miáltal hatékonyan szétválaszthatók. A P, M és E típus minden kétszíndiagramon a C kisbolygók vörösebb szélén, jól elválaszthatóan jelenik meg, ám az SDSS-színek alapján a típusok tovább nem különíthetők el. Az S típust  $r-i \approx 0,2$ ,  $i-z \approx -0,05$  jellemzi. a V típus az  $(r-i)-(i-z)$  diagramon különül el, az  $i-z \approx 1,14(r-i) - 0,4$  egyenes mentén a  $0,1 < r-i < 0,25$  tartományon. Ezen a diagramon a V típussal párhuzamosan, 0,1 magnitúdóval kisebb  $i-z$  szín mentén fekszenek a J típusú kisbolygók. Az A típust kiugróan „vörös”  $g-r \approx 0,8$  színe, a D típus „vörös”  $r-i = 0,25$  és  $i-z = 0,2$  színei teszik jellegzetessé.

A családok szétválasztására a  $(g-r)-(r-i)$  diagram elforgatásával I01 kijelölte

a kisbolygók *elsődleges színeit* (principal color), a következő definícióval:

$$a = 0,89(g - r) + 0,45(r - i) - 0,57 \quad (40)$$

$$p = 0,45(g - r) - 0,89(r - i) - 0,11 \quad (41)$$

A negatív  $a$  színű (ezután esetenként egyszerűen „kék” kisbolygóként hivatkozom rájuk) kisbolygók C ( $a < \approx -0,1$ ), és szétválaszthatatlan M, P, E típusú tagokat tartalmaznak. A pozitív  $a$  („vörös”) legnépesebb tagjai az S és V ( $p \approx 0$ ), D ( $p > \approx -0,08$ ), a  $p \approx -0,1$  körüli színben néhány V, nagyobb  $a$  értékeknél A, a legnagyobb  $a$  értékeknél pedig J típusú kisbolygók. Az  $a$  és  $p$  színek az SDSS MOC fizikailag fontos, és szerencsére nagyon pontosan mérhető paraméterei.

Az SDSS MOC az első eredmények alapján is fontos adattára a kisbolygó kutatásoknak. I01 szerint a főöbéli kisbolygók száma 5 km-es méretig negyedik hatványon függ a mérettől, kisebb testekre azonban hirtelen 2,3-ra változik a kitevő. Ennek tanulsága az, hogy a nagyobb kisbolygók Földdel való ütközési valószínűségeit nem lehet az 1 km-es testekre extrapolálni. Az SDSS MOC előtt úgy tűnt, hogy ha 100 millió évente ütközik a Földnek egy 10 km-es aszteroida, akkor 100 000 évente számíthatunk globális katasztrófát okozó 1 km-es test becsapódására. Azonban a módosított hatványfüggvény alapján a jóslat kedvezőbb, 1 millió évente kell 1 km-es test becsapódására számítani. I01 ad egy módszert, amely alapján az 5 perces SDSS pályáiból 0,3 csillagászati egység pontossággal becsülhető a kisbolygó földtávolsága, 0,1 csillagászati egység pontossággal a pálya fél nagytengelye, és 10-15% pontossággal az inklináció. I02 kimutatja, hogy a kisbolygócsaládok némelyike szín szerint szegregálódik, más családok pedig keverték; ezzel a családok fejlődésének többutas voltára mutat rá. Szabó és mtsai. (2004) ezen adatok alapján kimutatja, hogy a színes foltok jelenléte mindennapos a kisbolygók felszínén, Szabó és mtsai. (2005, tervezett) pedig a trójai kisbolygók Lagrange-pontok, valamint inklináció szerinti szegregációját mutatja ki.

### 3. Kisbolygók fotometriai megfigyelése

A kisbolygók forgásból adódó fényváltozásait két lehetséges céllal figyeltem meg. A még nem észlelt kisbolygók esetében elsődleges célom a forgás periódusidejének és a fényváltozás jellegének (amplitúdója, maximumok száma) megállapítása volt. A korábban többször megfigyelt kisbolygók esetében ezen paraméterek már ismertek, ám ekkor a megfigyelések egybevetéséből meghatározható a forgástengely helyzete az ekliptikán, a sziderikus periódus, és készíthető egy hozzávetőleges alakmodell. Ez az én modelljeim esetében kivétel nélkül háromtengelyű ellipszoid volt, míg lengyel irányítású együttműködésben végzett észleléseimre Tadeusz Michałowski többrendű modelleket is számolt.

Az alábbiakban részletesen bemutatom ezeket a méréseket. Az egész forgási fázist le nem fedő adatsorokat a 3.–4. ábrán mutatom be, a fázisdiagramokat az 5.–6. ábrák grafikonjai mutatják. Az alakmodellezés esetében a 7. ábra az amplitúdómodellek, a 8. ábra a forgásmodellek illesztését mutatja. A számított alakmodelleket a 7. táblázat, az alakmodell nélkül közölt mérések egyszeri megfigyelésének adatait a 8. táblázat foglalja össze. Az egyedi kisbolygókkal kapcsolatos megjegyzések a következők.

#### 3.1. Eredmények

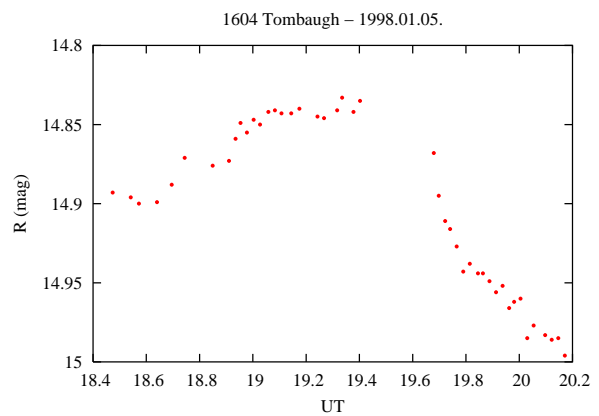
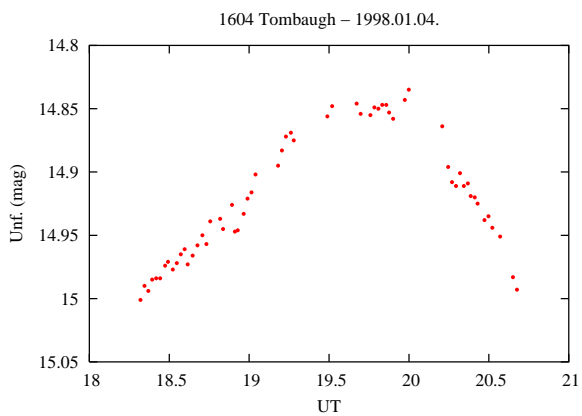
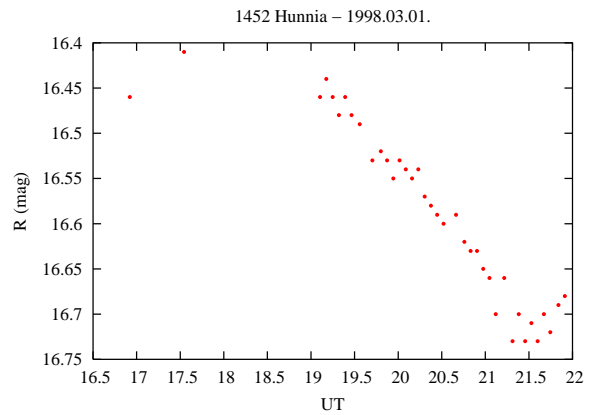
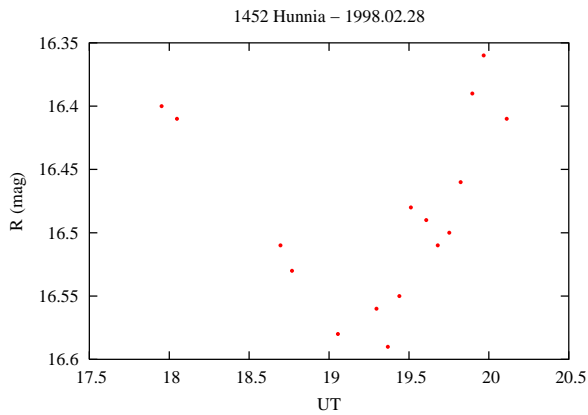
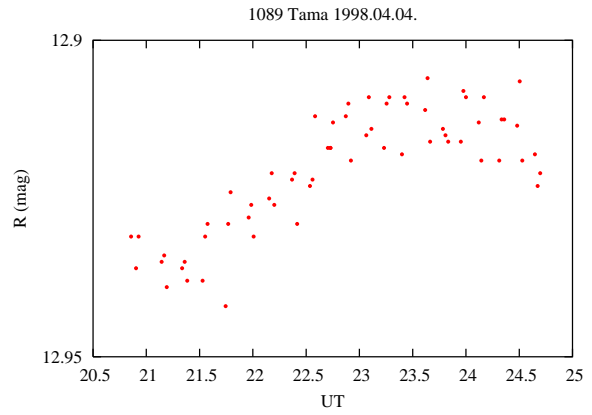
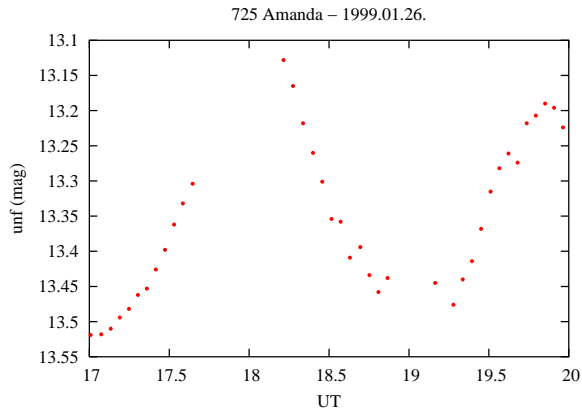
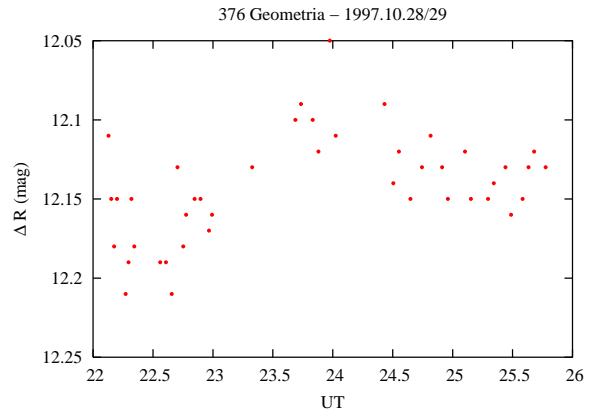
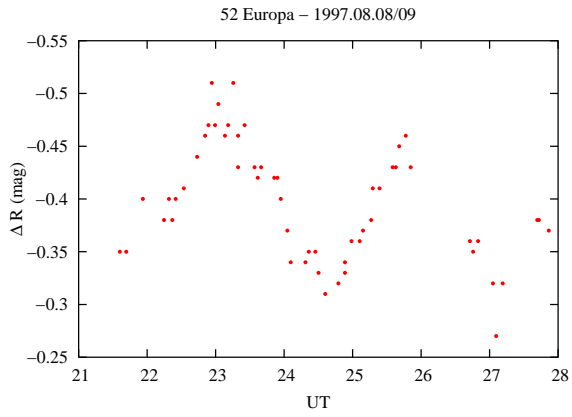
1. **52 Europa.** Egy poznaíni irányítású kampányban 1997. szeptember 8/9-én mértem ki a kisbolygó egész fázist lefedő fénygörbét; ekkor a korábbi mérésekkel egybehangzóan 5,2 órás periódust és 0,22 magnitúdós amplitúdót találtam. A különböző obszervatóriumokban nyert 4 oppozíció fénygörbéje alapján Michałowski és mtsai. (2004) közölte a sokadrendű alakmodellt (1. ábra).
2. **73 Klytia.** 1997 februárjában 8,29 órás periódusú fényváltozást találtam, 0,28 magnitúdó amplitúdóval. A periódus kisebb, mint Weidenschilling és mtsai (1990) 11 óránál hosszabb publikált értéke. A jelenlegi adatsor nem elég a háromtengelyű ellipszoid modell meghatározásához.
3. **288 Glauke.** Piszkéstetői méréseink alapján 5 óra alatt fényváltozása nem haladta meg a fénygörbe szórását (0.01 magn.).
4. **376 Geometria.** Szegedi méréseink alapján 1997-es oppozíciójában minden eddiginél kisebb, 0,08 magnitúdós volt az amplitúdója. Modellezése jelenleg folyik Poznańban.
5. **499 Tokio.** Előző fotometriai megfigyelése alapján (Gil-Hutton, 1995) kettős periódusú fénygörbét lehetett azonosítani, 10 óra körüli, és 1,5 órás peri-

1. táblázat. A kisbolygó-fotometriai megfigyelések összefoglalása. ( $r$  – földtávolság;  $\Delta$  – naptávolság;  $\lambda, \beta$  – ekliptikai koordináták;  $\alpha$  - szoláris fázis)

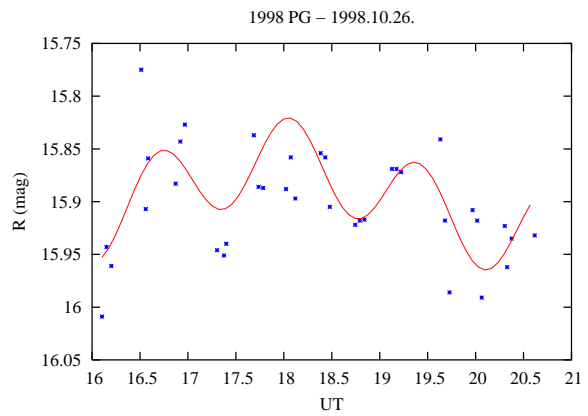
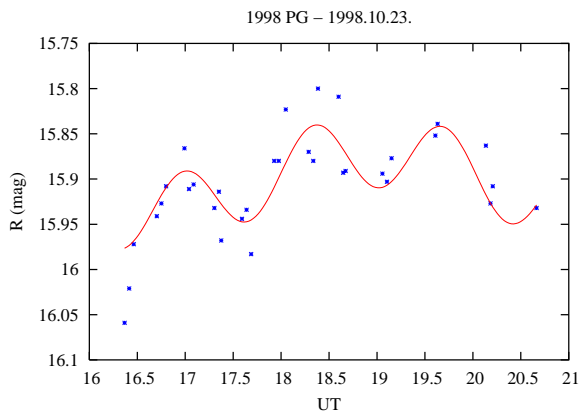
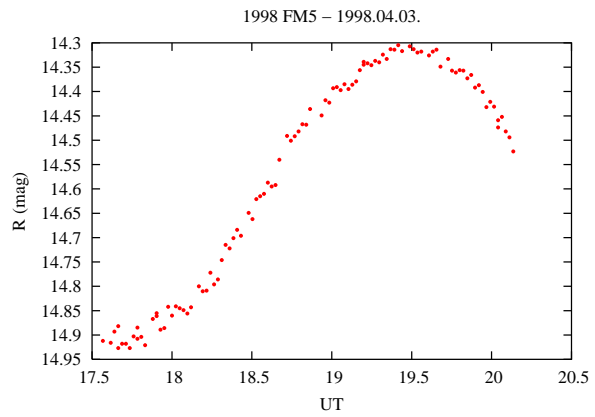
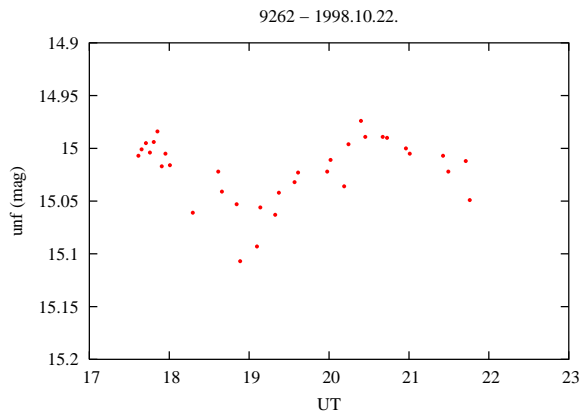
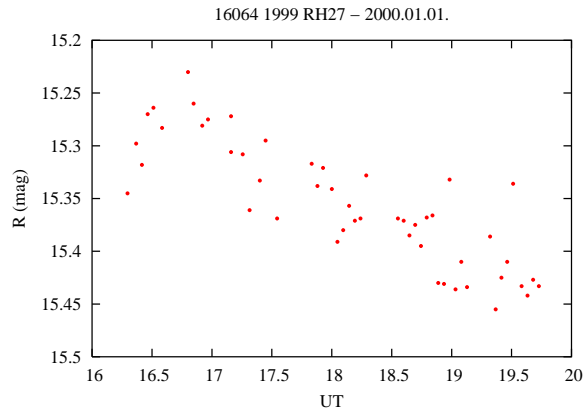
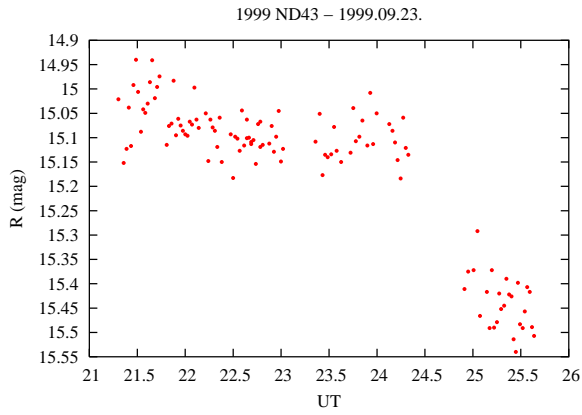
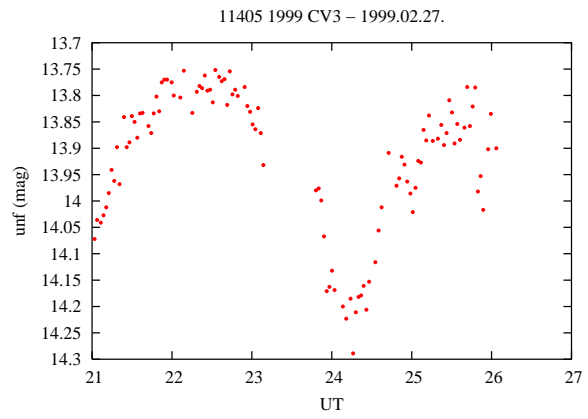
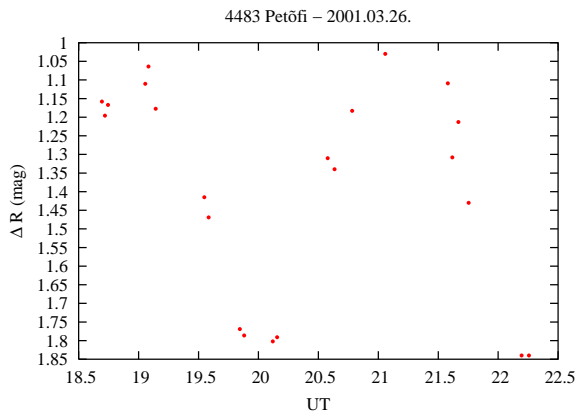
Date	RA	Decl.	$r$ (AU)	$\Delta$ (AU)	$\lambda(^{\circ})$	$\beta(^{\circ})$	$\alpha(^{\circ})$
<b>52 Europa</b>							
1997 09 8/9	23 45	-09 24	3.23	2.23	353	-7	3
<b>73 Klytia</b>							
1997 02 20/21	13 17	-08 06	2.72	1.95	201	0	16
1997 02 22/23	13 17	-8 06	2.72	1.94	201	0	15
1997 02 23/24	13 17	-8 05	2.72	1.93	201	0	15
1997 03 01/02	13 15	-7 58	2.72	1.84	200	0	13
<b>288 Glauke</b>							
1998 12 11/12	03 20	+12 53	2.276	3.178	51.0	-5	8
<b>376 Geometria</b>							
1997 10 28/29	01 16	+17 41	2.63	1.52	27	9	5
<b>499 Tokio</b>							
2000 03 10/11	10 08	+16 11	1.351	2.303	148	4	9
<b>683 Lanzia</b>							
1998 12 14/15	00 12	+19 58	3.25	2.82	20	18	17
1998 12 16/17	00 13	+19 49	3.25	2.84	20	18	17
<b>699 Hela</b>							
1999 09 15/16	22 28	+30 56	1.57	0.65	327	20	23
<b>725 Amanda</b>							
1999 01 26/27	06 31	+27 13	2.34	1.44	110	24	12
<b>792 Metcalfia</b>							
1998 10 22	23 30	+10 15	1.900	2.787	8	8	11
1998 10 23	23 29	+10 08	1.907	2.786	8	8	11
1998 10 26	23 28	+09 49	1.926	2.782	8	8	12
<b>852 Wladilena</b>							
1998 12 12/13	11 40	+27 28	2.98	2.71	163	23	19
1998 12 14/15	11 41	+27 31	2.98	2.68	163	23	19
1998 12 16/17	11 42	+27 36	2.98	2.65	163	23	19
1999 01 24/25	11 47	+30 52	2.95	2.18	170	19	14
<b>1089 Tama</b>							
1998 04 04	13 25	-03 26	1.388	2.381	198	3	3
<b>1452 Hunnia</b>							
1998 02 28	05 31	+40 47	2.037	2.503	107	14	22
1998 03 01	05 32	+40 42	2.048	2.503	107	14	22
<b>1508 Kemi</b>							
1998 10 22	00 51	+14 30	1.206	2.187	22	4	6
1998 10 26	00 44	+14 58	1.201	2.168	23	5	8
<b>1604 Tombaugh</b>							
1998 01 04	05 52	+31 33	2.147	3.101	93	5	5
1998 01 05	05 51	+31 30	2.152	3.101	92	5	5
<b>1627 Ivar</b>							
1998 12 14/15	05 03	+10 30	2.22	1.26	76	-12	6
1998 12 15/16	05 02	+10 32	2.23	1.26	76	-12	6
1998 12 16/17	05 00	+10 34	2.23	1.27	76	-12	7
1999 01 22/23	04 30	+13 09	2.35	1.65	85	-13	20

1. táblázat. Folytatás

<b>1727 Mette</b>							
1998 02 26	10 42	+29 08	0.811	1.733	154	18	11
1998 02 27	10 41	+29 33	0.814	1.774	154	18	11
<b>1865 Cerberus</b>							
1998 10 23	05 24	+13 44	0.377	1.261	42	-2	38
1998 10 26	05 29	+11 24	0.347	1.242	44	-3	38
1999 09 24/25	01 22	+25 38	1.55	0.61	28	16	20
2000 07 08/09	00 11	+27 41	1.37	0.87	9	28	48
2000 07 09/10	00 11	+27 59	1.37	0.87	9	28	48
2000 07 10/11	00 12	+28 05	1.38	0.86	10	28	47
<b>1866 Sisyphus</b>							
2000 06 30/07 01	12 49	26 57	2.73	2.69	195	20	22
<b>2415 Ganesa</b>							
1998 04 04	13 15	-04 05	1.672	2.669	197	-2	2
<b>4483 Petőfi</b>							
2001 03 26/27	08 51	-03 03	1.022	2.050	136	-19	22
<b>9262 Bordovitsyna</b>							
1998 10 22	00 53	+14 46	1.250	2.230	22	-4	5
<b>11405 (1999 CV3)</b>							
1999 02 27.8	10 00	+46 48	1.16	0.22	168	53	32
1999 02 27.9	10 00	+47 02	1.16	0.22	168	53	33
1999 02 28.0	10 00	+47 15	1.16	0.22	168	53	33
<b>16064 (1999 RH27)</b>							
2000 01 01/02	04 31	+39 48	1.24	0.29	54	61	26
<b>1969 QR</b>							
1999 10 23	23 09	+05 18	2.717	1.227	350	10	17
1999 10 29	23 09	+04 37	2.745	1.282	350	10	20
<b>1989 UR</b>							
1998 10 22	03 38	+36 27	0.263	1.218	34	3	28
<b>1998 FM5</b>							
1998 04 03	08 59	+19 50	0.293	1.168	155	-1	48
<b>1998 PG</b>							
1998 10 23/24	23 47	+09 15	1.23	0.26	2	9	25
1998 10 26/27	23 55	+08 26	1.23	0.27	2	7	25
1998 10 27/28	23 57	+08 11	1.23	0.27	2	7	26
<b>1999 JD6</b>							
2000 07 02/03	17 48	+10 30	1.34	0.38	263	-13	28
2000 07 05/06	17 33	+10 45	1.32	0.37	261	-13	30
<b>1999 ND43</b>							
1999 09 23/24	02 17	+49 21	1.06	0.10	50	33	53
<b>2000 GK137</b>							
2000 06 29/30	19 55	+58 33	1.05	0.17	287	37	74
2000 07 01/02	20 19	+60 34	1.04	0.17	294	39	77
<b>2000 NM</b>							
2000 07 03/04	18 09	-05 06	1.17	0.16	272	-5	18
2000 07 04/05	18 07	-01 59	1.16	0.16	272	-2	21
2000 07 05/06	18 04	+01 21	1.15	0.15	272	0	24

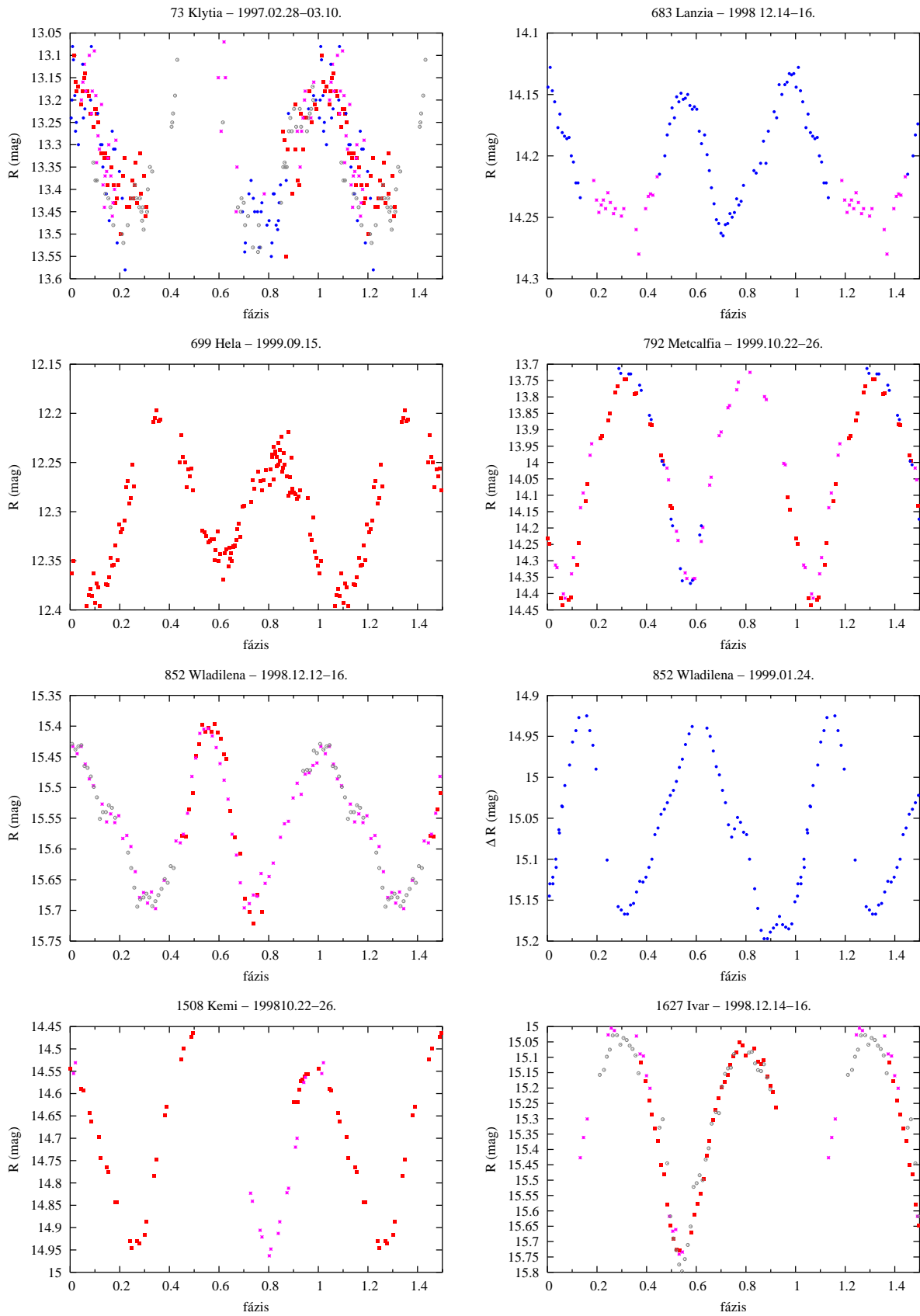


3. ábra. Kisbolygók fénygörbéi – az egész periódust le nem fedő fénygörbék

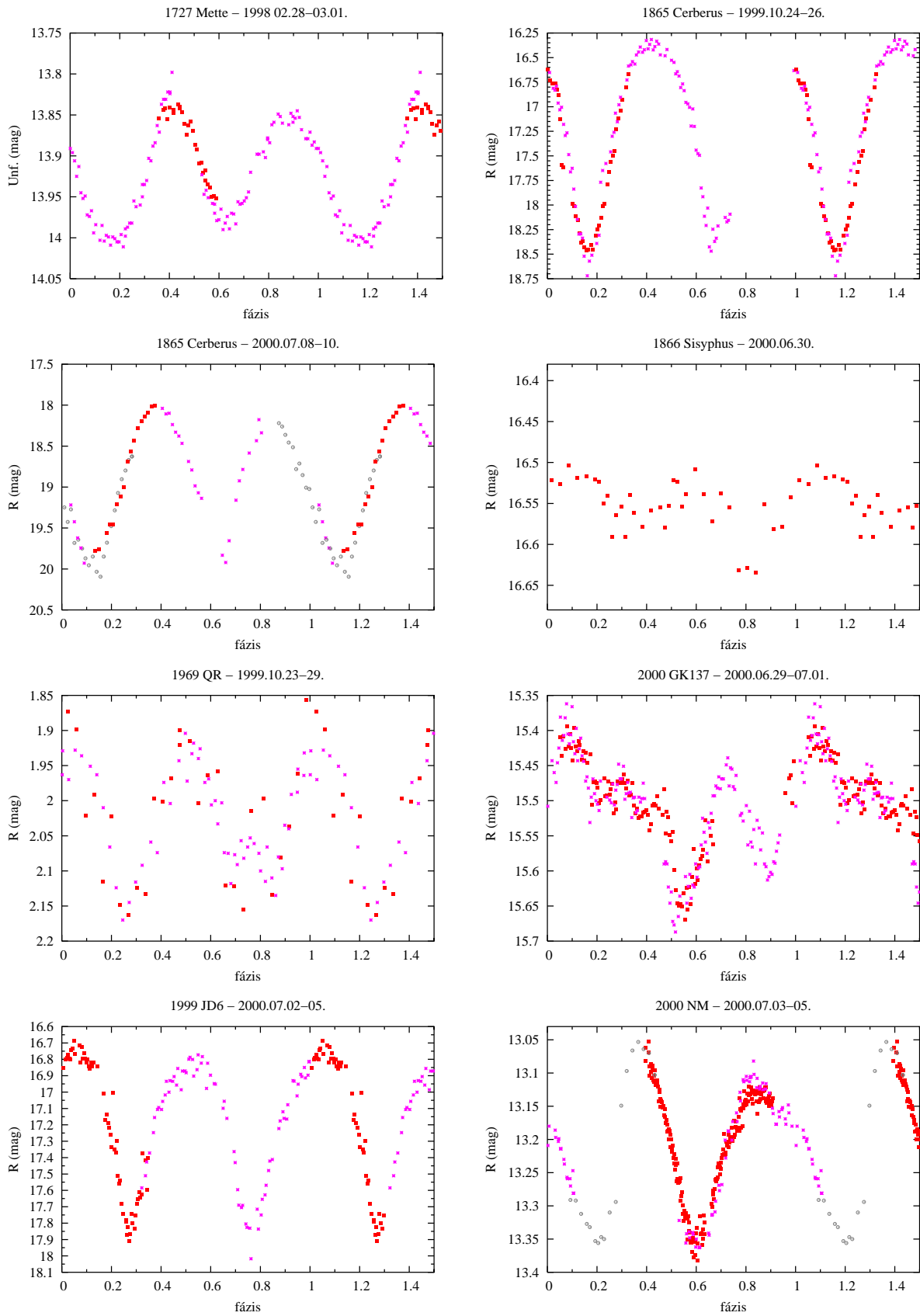


4. ábra. Kisbolygok fénygörbéi – az egész periódust le nem fedő fénygörbék





5. ábra. Kisbolygok fénygörbéi – az egész fázist lefedő megfigyelések kompozit diagramjai



6. ábra. Kisbolygók fénygörbéi – az egész fázist lefedő megfigyelések kompozit diagramjai

ódusokkal. Megfigyeléseink a rövidebb komponens jelenlétét nem támasztották alá, csak a hosszúperiódusú változáshoz tartozó gyenge fényesedést lehetett azonosítani.

6. **683 Lanzia.** Előző fotometriai adatsorai az 1979, 1982, 1983, 1984, 1987-es oppozíciókból származnak (Carlsson & Lagerkvist, 1981: periódus 4,322 óra, amplitúdó 0,14m, Weidenschilling et al. 1990: periódus 4,37 óra, amplitúdó 0,12 magnitúdó). Méréseinket a korábbi periódussal nagy szórással tudtam fázisba tolni,  $4,6 \pm 0,2$  órás periódussal volt legkisebb a szórás. Ezzel a periódussal is össze lehetett rakni a korábbi méréseket, így ez valószínűbb periódusnak tűnik.

A forgást modelleztem, a sziderikus periódus  $P_{sid} = 0,1964156 \pm 0,0000001$  napnak (4,713974 óra) adódott, retrográd forgással. Az alakot is modelleztem, bár a korábbi vegyes fotometriai kép (V és R szűrős megfigyelések, több alulmintavételezett fénygörbe) miatt az  $m$  fázisparamétert nem illesztettem. Az alakmodell ( $a/b = 1.15 \pm 0.07$ ,  $b/c = 1.05 \pm 0.05$ ,  $\lambda_p = 15/195 \pm 25^\circ$ ,  $\beta_p = -52 \pm 15^\circ$ ) csak közelítőnek tekinthető.

2. táblázat. A 683 Lanzia fotometriája az irodalomban

Date	$\lambda$	$\beta$	$\alpha$	A	$t_{min}$	ref.
1979 03 19,20	182	-27	9	0,12	43963.452	(1)
1982 12 16	49	9	11	0,14	45319.591	(2)
1983 10 12,13	130	-9	18	0,15	45650.871	(2)
1983 11 15	137	-13	19	0,15	45650.871	(2)
1984 02 21	129	-23	10	0,16	45650.871	(2)
1987 10 19	16	23	7	0,12	47118.538	(2)
1998 12 14,16	20	18	17	0,13	51162.275	(3)

Hivatkozások: (1) – Carlsson & Lagerkvist 1981; (2) – Weidenschilling et al. 1990; (3) – Kiss, Szabó & Sárneczky, 2001.

7. **699 Hela.** Egyetlen előző fotometria: Binzel (1987), 9 adatpontot közöl, 3 óra körüli periódus sejthető, 0,53 magnitúdós amplitúdóval. ( $\lambda = 300^\circ$ ,  $\beta = 18,^\circ 8$ ,  $\alpha = 23^\circ$ ).

Méréseim másfél forgási fázist lefedő fénygörbéje alapján a periódus  $3,3 \pm 0,2$  óra, az amplitúdó 0,18 magnitúdó. Mivel a geometriai körülmények hasonlóak voltak, a Binzel és saját méréseim közti jelentős amplitúdó-eltérést nehezen lehet geometriai okokra visszavezetni.

8. **725 Amanda.** Első fotometriáját Di Martino és mtsai. (1994) mérték 1985-ben (3,749 órás periódus, 0,3 magnitúdó amplitúdó). Megfigyeléseink összhangban állnak a korábbi periódussal. Fátyolfelhős, teleholdas égen mér-

tünk 3 órás adatsort, ebből távolabbra mutató következtetést nem lehet levonni.

9. **792 Metcalfia.** A fényváltozás paramétereit először Carlsson & Lagerkvist (1981) határozta meg 1979-ben. Ekkor 9,19 órás periódusú és 0,64 magnitúdós amplitúdójú fényváltozást közöltek. Saját méréseink (0,76 mag. amplitúdó,  $9,19 \pm 0,01$  óra periódus) ezzel jó összhangban vannak; a nagyobb amplitúdó valószínűleg a tengely nagyobb látószögére vezethető vissza (bár a forgásmodell számításához még nincs elég adat).
10. **852 Wladilena.** Három előző fotometriája ismeretes az 1977, 1982, 1993-as évekből. (Tedesco 1979, Di Martino & Cacciatori 1984, De Angelis & Mottola 1995.) Méréseink alapján 4,62 órás periódusa van, 0,32 magnitúdós amplitúdója. A mért kompozit fénygörbe különös megjelenése (1:2 arányban aszimmetrikus maximumok, vagy 3 maximum) miatt 1999.01.24/25-én ismét mértük az égitestet, ekkor megerősítettük a pekuliáris fénygörbét. Az előző mérésekhez tartozó hosszúságok szerencsétlen eloszlása miatt modellezés nem végezhető.

3. táblázat. A 852 Wladilena fotometriái az irodalomban

Date	$\lambda$	$\beta$	$\alpha$	A	ref.
1977 02 14	139	31	10	1,12	(1)
1982 10 18	6	-10	10	0,37	(2)
1993 11 8,10	33	-8	3	0,23	(3)
1998 12 12-16	163	23	19	0,32	(4)
1999 01 24	170	19	14	0,27	(4)

Hivatkozások: (1) – Tedesco 1979; (2) – Di Martino & Cacciatori 1984; (3) De Angelis & Mottola 1995; (4) – Kiss, Szabó & Sárnecky, 2001.

11. **1089 Tama.** Ez a kisbolygó meglehetősen kis méretű,  $14,1 \pm 0,8$  km. A megfigyelt fényváltozás igen kicsi, 0,025 magnitúdó, a periódus jóval hosszabb, mint az észlelés időtartama.
12. **1452 Hunnia.** Ezt a Kulin György által fölfedezett kisbolygót mi mértük először. Valószínűleg  $17,2 \pm 0,1$  órás periódusa hosszúnak nevezhető (az 1-napos alias periódusok sem zárhatóak ki); ez 0,34 magnitúdós amplitúdóval társul. Az egy nap eltéréssel végzett mérések során azonos összehasonlítót használtunk, így a két észlelt minimum közötti 0,11 magn. fényességkülönbség nem a látószög változásának, hanem a két minimum tényleges különbségének az eredménye.
13. **1508 Kemi.** Holliday (1995) már végzett egy mérési sorozatot, 11,36 vagy 10,21 órás periódust határozott meg. Az övénel hosszabb időtartamú mé-

réseink alapján ezek egyike sem zárható ki, mégis egy harmadik érték,  $9,15 \pm 0,03$  óra a legvalószínűbb. Az amplitúdó  $0,52$  magnitúdó.

14. **1604 Tombaugh.** Előző fotometriái: 1975 (Lagerkvist 1978) és 1984 (Binzel 1987), bár az 1975 ös fénygörbe szórása nagy, Binzel pedig mindössze 16 pontot közöl. 1998. január 5-én  $0,17 \pm 0,01$  magnitúdó amplitúdójú,  $6,15 \pm 0,02$  órás periódusú változást találtunk.
15. **1627 Ivar.** Ezt a földszűrő kisbolygót Hertzprung fedezte föl Johannesburgban. 1985 és 1990 között három fotometriai adatsor és egy radarmérés született erről az aszteroidáról (Hahn et al. 1989, Velichko et al. 1990, Hoffmann & Geyer 1990, Ostro et al. 1990). A korábban meghatározott szinodikus periódusok 4,8 óra körül szórnak, ezzel összhangban  $4,80 \pm 0,01$  órás periódust számítottam.

A mérések alapján modellt számítottam, a tengelyarányok  $a/b = 1,75$ ,  $b/c = 1,23$ ,  $m=0,018$ ,  $\lambda_p = 145/325 \pm 8^\circ$ ,  $\beta_p = \pm 34 \pm 6^\circ$ . A minimumidőpontok alapján a forgás retrográd,  $P_{sid}=0,1999154 \pm 0,0000003$ ,  $\lambda_p = 143 \pm 8^\circ$ ,  $\beta_p = -37 \pm 6^\circ$ . A módszerek megbízhatóságát mutatja, hogy a pólus a két független módszerrel ugyanolyan helyzetűnek adódott, az alak pedig jó összhangban áll Ostro és mtsai. (1990) radarmérésével.

4. táblázat. A 1627 Ivar fotometriái az irodalomban

Dátum	$\lambda$	$\beta$	$\alpha$	A	$t_{min}$	ref.
1985 06 13	317	29	48	0,35	46226.750	(1)
1985 08 31	15	-21	32	0,55	46258.703	(1)
1985 10 16	4	-23	20	0,63	46287.184	(1)
1989 05 01-23	203	25	20	1,0	47647.402	(2)
1989 06 15-23	201	21	51	1,12	47647.402	(2)
1989 07 14-19	213	14	60	1,45	47721.565	(2)
1990 05 11-14	204	25	24	1,08	48029.439	(3,4)
1998 12 14,16	76	-12	79	0,77	51162.295	(5)
1999 01 26	87	-13	18	0,92	51201.171	(5)

References: (1) – Hahn et al. 1989; (2) – Chernova et al. 1995; (3) – Velichko et al. 1990; (4) Hoffmann & Geyer 1990; (5) – Kiss, Szabó & Sárneczky, 2001.

16. **1727 Mette.** Méréseink alkalmával  $0,19$  magnitúdós,  $3,22$  órás periódusú fényváltozást találtunk. Ez és az eddigi megfigyelések: 1986 (Wiśniewski & McMillan 1987) és 1988 (Prokofeva és mtsai., 1992) pontos fénygörbék, és ezek alapján közelítő modellt tudtam számítani:  $\lambda_p = 126/306 \pm 10^\circ$ ,  $\beta_p = 56 \pm 15^\circ$ ,  $a/b = 1.9 \pm 0.1$ ,  $b/c = 1.6 \pm 0.1$ . Mivel a mérések mind kis fázisszögnél készültek, továbbá az IRAS-taxonómia is ismeretlen, az  $m$  paramétert nem illesztettem és nem is becsültem.

5. táblázat. Az 1727 Mette előző mérései az irodalomban

	év	$\lambda$	$\beta$	$\alpha$	ref.
1727 Mette	1986	290	25	18	(1)
	1988	167	35	25	(2)

Referenciák: (1) – Wisniewski & McMillan (1987); (2) – Prokofeva et al. (1992)

6. táblázat. Az 1865 Cerberus fotometriái

Date	$\lambda(^{\circ})$	$\beta(^{\circ})$	$\alpha(^{\circ})$	$A_{obs}$	$t_{min}$	ref.
1980 11 04-06	40	-12	10	1,45	2444548,979	(1)
1989 11 03-04	63	-17	22	1,8	2447835,76245	(2)
1998 10 23, 26	42	-2,8	38,7	2,3	2451113,515	(3)
1999 09 24	28	16	20	1,7	2451446,455	(4)
2000 07 08-10	9	28	48	2,2	2451734,536	(4)

(1) – Harris & Young 1989; (2) – Wisniewski et al. 1997; (3) – Sárnecky et al. 1999; (4) – Szabó et al., 2001

17. **1865 Cerberus.**

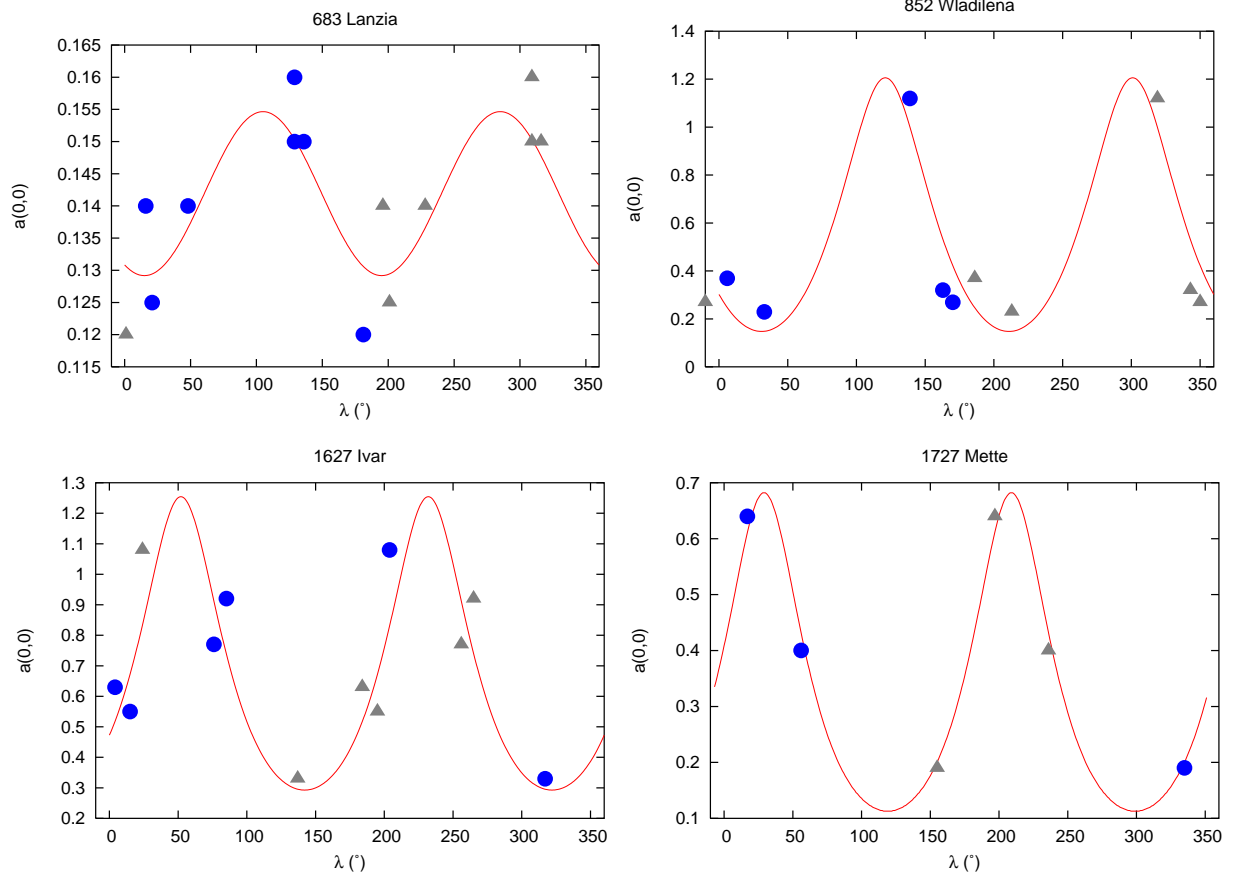
Ezt a földszűrő kisbolygót úgy tartják számon, mint az egyik legnagyobb fényváltozást produkáló aszteroidát, 1998-as oppozíciója alatt pl.  $2,3 \pm 0,1$  magnitúdós változást tapasztaltunk. 1999-ben Pizskéstetőn oppozícióban, majd 2000-ben Calar Alton földtávolban észleltük az égitestet, hasonló amplitúdóval. Az  $m$  felületi paramétert a megfigyelésekből nagy pontossággal  $0,013 \pm 0,002$  értékűnek számítottam. Az amplitúdó minimuma a mérések alapján is jól becsülhető, ennek alapján a pólus szélessége  $\lambda = 50$  körüli. Ha a nagy fényváltozást a forgó alakra vezetjük vissza, akkor ennek legnagyobb tengelye kb. 10-szer nagyobb, mint a kistengely. A számított sziderikus periódus  $P_{sid} = 0,27024003 \pm 0,00000005$  nap, a forgás iránya retrográd. Mindezek fényében valószínű, hogy egy kisbolygók közötti ütközés alkalmával letört szilánkkal állunk szemben az 1865 Cerberus személyében.

18. **1866 Sisyphus.**

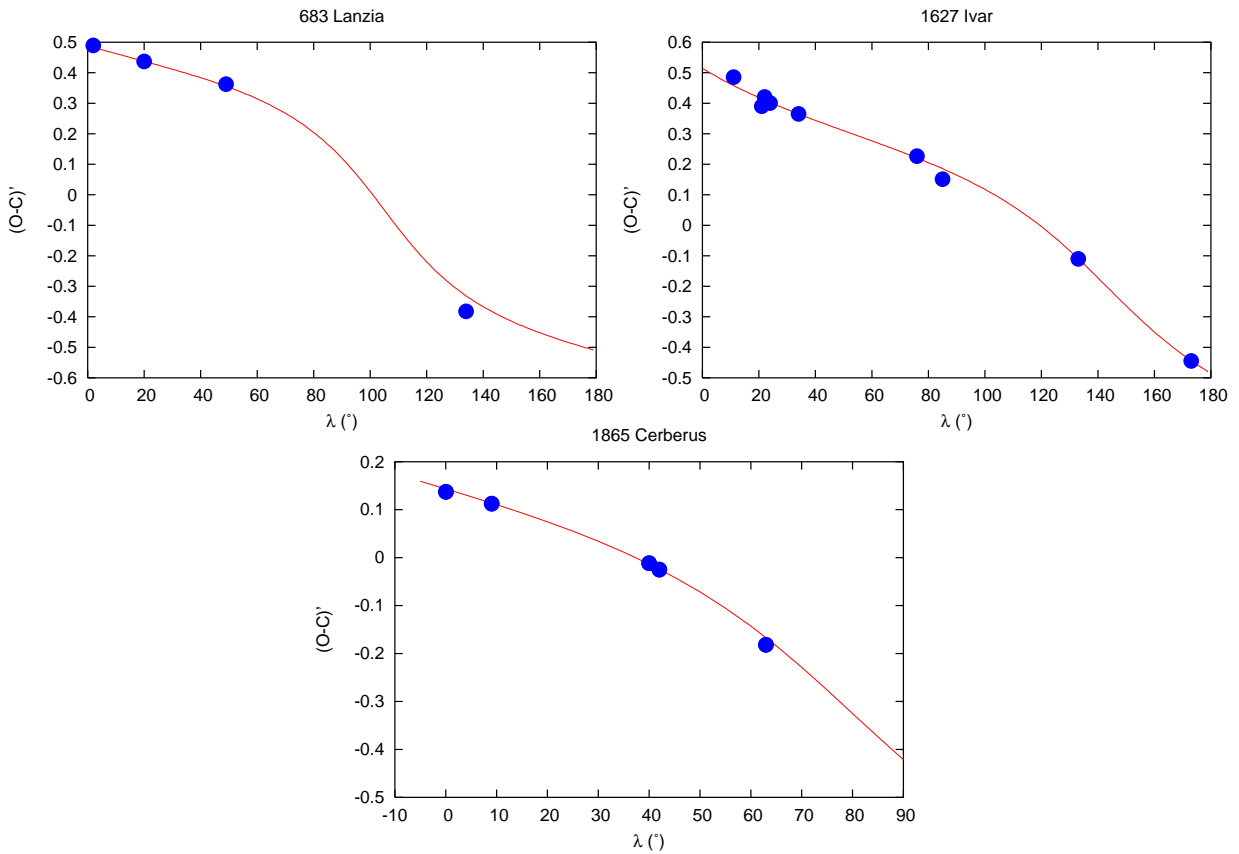
A földszűrő kisbolygó első fotometriáját Schober et al. (1993) közli. Méréseink a 2,7 órás periódust megerősítik, a mért 0,12 magnitúdós amplitúdó is közel van Schoberék értékéhez (0,13).

19. **2415 Ganesa.** Korábbi adatok híján első fotometriát végeztünk e 26 km átmérőjű kisbolygóról. Adatai: 2,5 órás periódusú, 0,15 magnitúdó amplitúdójú szokványos fényváltozás.

20. **4483 Petőfi.** A kisbolygót előttünk még nem mérték; mi 4 órán keresztül



7. ábra. Az amplitúdómodellek illesztése



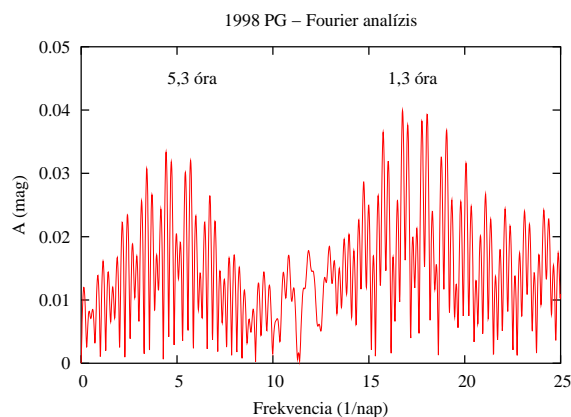
8. ábra. A forgásmodellek illesztése

figyeltük meg. A megfigyelt fényváltozás amplitúdója 0,8 magnitúdó, a két minimum egymástól 2,25 órára helyezkedik el. Szimmetrikus fénygörbe esetén a fényváltozás periódusa 4,5 óra körül lehet.

21. **9262 Bordovitsyna.** A kisbolygó átmérője 20 km, amplitúdója 0,08 magnitúdó volt. Periódusa hosszabb, mint a 4,5 órás megfigyelésünk, szimmetrikus fénygörbét feltételezve 6 óra körül lehet.
22. **11405 (1999 CV3).** Ezt az 1999 februárjának közepén fölfedezett (LINEAR, Socorro) földsúroló kisbolygót 5 órán keresztül követtük a SzTE műszereivel. Közelsége miatt olyan gyorsan mozgott ( $360''/\text{óra}$ ), hogy a mérés ideje alatt 3 látómezőben kellett követnünk, és a különböző látómezőkben lévő összehasonlító csillagokat egymáshoz kalibrálnunk. Méréseink alapján kb. 7 órás periódussal 0,43 magnitúdós fényváltozást állapítottam meg, ami a földsúroló kisbolygók esetében teljesen szokványos.
23. **16064 (1999 RH27).**

1999. október 23-án végeztük az első fotometriát, ekkor a földsúroló kisbolygó 4 óra alatt egy bátortalan 0,1 magnitúdós halványodást produkált. A periódus jóval hosszabb, mint a mérés hossza volt.
24. **1969 QR.** A kisbolygó fényváltozásáról előttünk nem készült megfigyelés. Piszkéstetői mérésünk alkalmával egy gyors (2,9 óra) forgású, egzotikus fénygörbéjű kisbolygót találtunk. 1999. október 23-án és 29-én végeztünk méréseket. Mivel a két görbe minősége erősen különbözik, a szokásos kompozit diagram helyett a két fénygörbét külön-külön mutatom be. Figyelemre méltó, hogy a fénygörbén három maximum ül, amennyiben az egyik minimum várható időpontjában egy gyors lefutású, éles fölfényesedés történik. A két maximum eltérő lefutása (egy egészen gömbölyű és egy szögletes maximum) szintén szokatlan, bár nem pekuliáris jelenség.
25. **1989 UR.** Nem kifejezetten fotometriai körülmények között első fotometriát végeztünk erről a kis égitestről. Ez alatt 0,15 magnitúdó fényesedést találtunk, a periódus jóval hosszabb, mint 4 óra.
26. **1998 FM5.** A földsúroló kisbolygót a NEAT fedezte föl 1998. március 24-én. Látszó mozgása miatt rövid expozíciókat kellett alkalmaznunk; periódusa 4 óránál nagyobb, amplitúdója 0,6 mag.
27. **1998 PG.** Ezt a földsúroló kisbolygót a LONEOS találta 1998 augusztusában, mi 80 nappal később három éjszaka mértük. A gyors mozgás – rövid expozíció – miatt erősen szóró fénygörbén semmi szokványos regularitás





9. ábra. Az 1998 PG Fourier-analízise

nem található, ezért Fourier-analízist végeztem. Két periódusú fénygörbét kaptam, 1,3 illetve 5,3 ( $\pm 15\%$ ) órás forgási periódusokat állapítottam meg 0,08 és 0,09 magnitúdó amplitúdóval. Pravec és mtsai (2000) hasonló eredményt kapott.

28. **1999 JD6.** Az *Aten* családba tartozó kisbolygó első fotometriáját végeztük.  $1,2 \pm 0,1$  magnitúdós, nagy amplitúdójú változást tapasztaltunk,  $7,68 \pm 0,03$  óra periódussal. A fénygörbe jellegzetes alakja (hosszú maximum, éles minimum) könnyen magyarázható egy hosszú, szilánk alakú égitest forgásával.
29. **1999 ND43.** Az igen közeli (0,10 csillagászati egység földtávolságban a méréskor), ezért gyors mozgású aszteroidát öt órán keresztül figyeltük. Az irodalom nem ismer rá vonatkozó egyéb fotometriát. A halványsága miatt 1 perces expozíciót kellett alkalmaznunk, az elmozdulás ( $3''$ ) miatt a fénygörbék zajszintje nagy. 0,5 magnitúdós változást tapasztaltunk, a periódus jóval hosszabb, mint a megfigyelés hossza.
30. **2000 GK137.** A fölfedezést követően P. Pravec (személyes közlés) javaslatára figyeltük ezt a földsúroló kisbolygót. Két éjszaka adataiból  $4,84 \pm 0,02$  órás periódust és 0,27 magnitúdós fényváltozást figyeltünk meg. Az  $\alpha \approx 75^\circ$  fázisszögnél a felszíni egyenetlenségek hatása jelentős, ez pedig igen szokatlan alakú fénygörbét eredményez.
31. **2000 NM.** Ezt a földsúroló kisbolygót L.L. Amburgey amatőrcsillagász találta 21 cm-es távcsővel és CCD kamerával, fényessége ekkor 13 magnitúdós volt. 39 órával a fölfedezés után végeztük az első fotometriát, három éjszaka adataiból  $9,24 \pm 0,02$  órás periódust és 0,3 magnitúdós amplitúdót állapítottam meg. A fénygörbe meglepő irregularitásai nem magyarázhatóak felületi egyenetlenségekkel, mert a szoláris fázis kicsi.

7. táblázat. A mért kisbolygók modelljei.  $P_{sin}$ : a szinodikus periódus órában,  $P_{sid}$ : a sziderikus periódus napban, az R kiegészítés retrográd forgásra utal, A: a mért amplitúdó magnitúdóban,  $\lambda_p$ ,  $\beta_p$ : a pólus koordinátái, a:b (c=1): a háromtengelyű modell a és b tengelye a c tengely egységében; M az alkalmazott módszer: A – amplitúdó-módszer, EAM – EPOCHA-módszer + amplitúdó és abszolút fényesség illesztése, OC – O-C' módszer, L – fénygörbe inverzió módszere. Részletes alakmodell esetén az egyedi amplitúdók – változékonyságuk miatt – itt nem szerepelnek.

Obj.	$P_{sin}$	$P_{sid}$	A	$\lambda_p$	$\beta_p$	a:b (c=1)	M
52 <sup>⊗</sup>		0.2345813(2)		262/71(9)	46/31(8)	1,25(3):1,04(1)	EAM
		0.2345816(2)		252/67(5)	38/25(5)	1,5:0,3	L
683	4.6			15/195(25)	±52(15)	1,2(1):1,05(5)	A
		0,1964156R	–	–			OC
852	4.62			30/210(20)	±30(10)	2,8(3):1,2(2)	A
1627	4.80			145/325(8)	±34(6)	2,2(1):1,09(5)	A
		0,1999154R		143/323(10)	–37(10)		OC
1727	3,22			126/306(10)	±56(15)	3,0(3):1,6(1)	A
1865		0,27024003R		–	–		OC
1998 PG	2.6		0.09				
	5.3		0.08				

⊗ Michałowski és mtsai. (2004) számításai

8. táblázat. A mért kisbolygók periódusai és amplitúdói.

Kisbolygó	$P_{sin}(h)$	$A_{obs}$ (mag)
73	8,29	0,28
376	6,3	0,08
699	3,3	0,18
725	≥3	≥0.4
792	9,19	0,76
1089	>4	0,025
1452	17,2	>0,34
1508	9,15	0,52
1604	6,15	>0,17
1866	2,7	0,12
2415	2,5	0,15
4483	4,5?	0,8
9262	>4,5	0,08
11405	>5	0,43
16064	>3	>0,1
1969 QR	2,9	0,25
1989 UR	>4	>0,15
1998 FM5	>4	0,6
1999 JD6	7,68	1,2
1999 ND43	>5	>0,5
2000 GK137	4,84	0,27
2000 NM	9,24	0,30

### 3.2. Következtetések (kisbolygó-fotometria)

A kisbolygó-fotometriai programban 1997–2000. között 31 kisbolygó egyszín-fotometriai méréseit végeztem el. A célobjektumok egy része (10 égitest) esetében a mérések elsődleges célja a kisbolygó alak- és forgásmodelljének meghatározása volt. Ez 6 esetben sikerült; 5 esetben magam számítottam a modellt. Az előző mérések eloszlásától függően AM (4 esetben) és  $O - C'$  (3 esetben) eljárásokat lehetett alkalmazni. Az AM módszer nem volt alkalmazható az 1865 Cerberus kisbolygó esetében az elégtelen lefedettség miatt. A megfelelő minőségű fénygörbék hiánya miatt nem lehetett a 683 Lanzia és 1865 Cerberus forgástengelyét  $O - C'$  módszerrel modellezni – ezekben az esetekben a legkülönbélebb koordinátákkal hasonló illesztés nyerhető. Ám a forgás irányát és sziderikus periódusát meg lehetett határozni, hiszen az  $O - C'$  görbe monotonitása és növekvő/csökkenő jellege lényegesen kevesebb adatpontból is ellenőrizhető.

Egy további modellt lengyel-magyar-ukrán-bolgár együttműködéssel Tadeusz Michałowski (Adam Miczkiewicz Egyetem Csillagvizsgálója, Poznań) számított ki; itt hosszú megfigyelési adatsor alapján lehetőség nyílt részletesebb, sokadik rendű modellekkel közelíteni az alakot.

Azon kisbolygók esetében, ahol AM és O-C modellezés is lehetséges volt, az egymástól függetlenül adódó pólus-koordináták a hibahatárokon belül azonosnak adódtak. Ám egyetlen pólus-modell esetében sem sikerült föloldani a forgástengely hosszúságának félforgáshoz tartozó elfajulását – erre csak nagyon nagy ekliptikai szélességeken mozgó, tehát elsősorban földszűrő kisbolygók esetében van lehetőség.

Tíz kisbolygó esetében modellt nem tudtam meghatározni, de a méréseket korábban publikált adatok birtokában lehetett tervezni. Két esetben (288 Glauke és 499 Tokio) cáfoltam a korábban közölt rövidperiódusú fényváltozás jelenlétét. Négy esetben (852 Metcalfia, 683 Lanzia, 1508 Kemi, 1627 Ivar) a korábban meghatározott periódustól jelentősen (legalább fél órával) eltérő periódust kaptam; az általam meghatározott periódussal a korábbi adatok is értelmezhetőek. Ez azt is jelenti, hogy az összes vonatkozó mérési sorozat ablakfüggvénye kedvezőtlen, és a különböző periódusok egész fordulat/„néhány nap” frekvencia távolságra vannak egymástól (alias periódusok). Ilyen esetben kellően hosszú megfigyelés tervezésével lehet javítani az ablakfüggvényen, ennek hiányában pedig a lehetséges periódusok közül az tekinthető a legvalószínűbbnek, amelynek a legtisztább az ablakfüggvénye. Méréseim közül ilyenek tekinthető a 852 Metcalfia és az 1627 Ivar adatsora. A többi esetben a megfigyelt fényváltozás összhangban volt az első publikált adattal.

15 kisbolygóról először vettünk föl fotometriai adatsort; a 2000 GK137-et P. Pravec kutatócsoportja után kezdtük el megfigyelni, azonban ennek az objek-

tumnak is mi határoztuk meg először a forgási periódusát. Az először mért kisbolygók közül 6 esetben tudtam a fénygörbe amplitúdóját és periódusát (legalább 0,1 óra pontossággal) meghatározni. A maradék 9 kisbolygó esetében a forgási fázist nem sikerült teljesen lefedni, így csak tájékoztató jellegű adatokat tudtam közölni. Ezek közé tartozik az 1089 Tama, amelynek kísérőjét fedési fényváltása segítségével mutatták ki; a fölfedezést megelőző adatsorunkban fedés nem figyelhető meg.

A mérések nagy részét (27) a szegedi kutatócsoport közölte; egy részletes modellt pedig T. Michałowski (2004) publikált.

### 3.3. Kisbolygók színváltozásának statisztikus vizsgálata

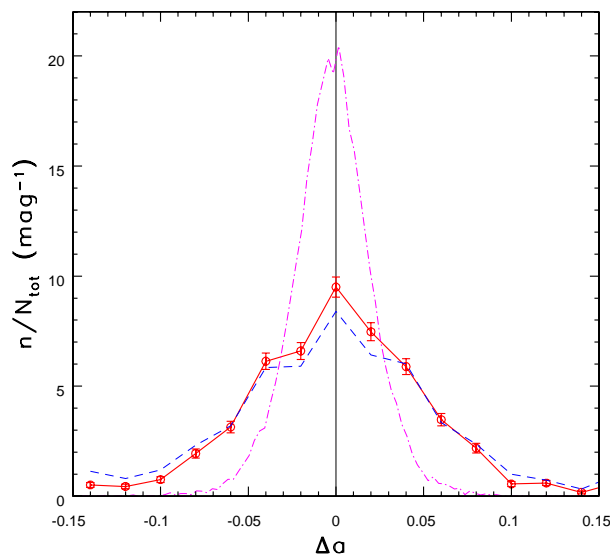
Az égboltfölmérések adatbázisaiban gyakran találunk rengeteg kisbolygót, melyek fényességét, színindexeit nagy pontossággal, ám szórványosan mintavételezték. Ilyen adatbázisokban a kisbolygók fényváltása nem igazán tanulmányozható. A kisbolygók fényessége eléggé függ a megfigyelés geometriai körülményeitől és az albedótól, a kisbolygóra jellemző  $m$  és  $H$  paraméterektől, ezért a különböző időpontokban megfigyelt fényességek nem egyedül a kisbolygó „belső” fizikájára utalnak. Azonban a kisbolygók színe kevésbé függ a szoláris fázistól, így megfelelő mintaválogatással és kalibrációval az ilyen adatbázis alkalmas a színindexek változásának vizsgálatára, indirekt módon tehát a kisbolygók felszínén található foltok kimutatására.

Az SDSS MOC katalógusban általában még föl sem fedezett kisbolygók mérései szerepelnek. Az SDSS MOC II. (2002-es „kiadás”) 138 000 kisbolygót tartalmaz, ezek közül mintegy 67 000 tartozik ismert kisbolygóhoz. A mérések közt olyan kisbolygók is szerepelnek, amelyeket két vagy több alkalommal figyeltek meg. Ez pontosan 7531 kisbolygót jelent; vizsgálataimnak ez a minta képezte az elsődleges alapját. A nagy pontossággal és azonos körülmények közt mért kisbolygókból szigorított mintát képeztem: ide azok a kisbolygók kerültek, amelyek mind az első, mind a második mérés alkalmával fényesebbek voltak 19 magnitúdónál; az oppozíciós ponttól való távolságuk pedig nem változott 1,5 foknál többet a két mérés között. A szigorított minta 2289 kisbolygót tartalmaz. A vizsgálatra kiválasztott mintában az 1–10 km átmérőjű kisbolygók dominálnak.

A 7531 kisbolygó két megfigyelése közt az  $a$  szín<sup>13</sup> statisztikus változást mutatott, a változás standard deviációja  $\sigma_a = 0,053$  magnitúdó. Mivel a kisbolygók tengelyforgása független a mérésünktől, a változás várható értéke 0; az ezzel ellenkező eredmény az SDSS szisztematikus hibájára utalna. A szigorított minta ugyanilyen standard deviációjú változást mutatott. A változás szignifikanciá-

---

<sup>13</sup>v.ö. 40., 35. o.



10. ábra. A  $\Delta a$  színváltozás normált sűrűségfüggvénye 7531 kisbolygó két mérése közt (szaggatott vonal), a szigorított mintában (folytonos vonallal összekötött pontok) és a csillagokból alkotott kontroll-mintában (pontozott vonal).

jának eldöntésére kontrollmintát válogattam a kétszer mért csillagok közül. A kontroll csillagok fényesség- és színeloszlása a szigorított minta eloszlását követte, azonban a változócsillagokat nem válogattam ki közülük. A kontroll minta  $a$  színei 0,023 magnitúdó standard deviációval változtak. A változócsillagok jelenléte miatt az SDSS színmérése ennél szükségszerűen pontosabb, tehát a kisbolygók színváltozása nyilvánvalóan szignifikáns (10. ábra).<sup>14</sup>

A talált változás fizikai eredetének igazolására számos vizsgálatot végeztünk, melyek két fő csoportba sorolhatók. Egyrészt ki kellett mutatni, hogy az ismert folyamatok, amelyek a kisbolygók színének pontatlanabb méréséhez vezetnek, nem okozhatnak ilyen mértékű változást az  $a$  színben. Másrészt kell találni legalább egy korrelációt a kisbolygó valamely fontos paramétere és a szín változása közt, hogy a rejtett hibaforrásokat is kizárjuk, és igazoljuk a színváltozás fizikai eredetét.

### 3.3.1. A mérési hibák vizsgálata

A kisbolygók mozognak az égen, míg a csillagok állnak. Okozhatja-e a szín változását az, hogy a mozgó kisbolygóról eleve pontatlanabb fotometriát készíthetünk? Ezt úgy vizsgáltuk meg, hogy a szigorított mintában elkülönítettem egy csoportot, amelyben a kisbolygók lassan haladnak, az egyedi képeken az elmozdulásuk

<sup>14</sup>Minden egyes kisbolygó, amely  $\Delta a = 0,046$  magnitúdónál többet változott a két mérés közt, 95% konfidenciával változtatta a színét. A vizsgált mintában a kisbolygók több mint 40%-a ennél nagyobb változást produkált, a statisztikusan várható 5%-kal szemben. A szignifikancia épp a nagyszámú adat miatt sokkal erősebb a  $2\sigma$ -szabály által megfogalmazottnál: a változás az adatokban kétségtelenül jelen van.

0,5–1 pixel ( $v < 0,18$  fok/nap, 511 objektum), és a színváltozást összevetettük a 0,22 fok/nap sebességnél gyorsabban haladó kisbolygók színváltozásával. Az összevetésből kiderül, hogy a mozgás a legfontosabb hibaforrás, hiszen a mozgó kisbolygók színváltozásának eloszlásfüggvénye enyhén szélesebb, ugyanakkor a nagyon lassan mozgó kisbolygók is egészen hasonló mértékű színváltozást produkálnak (11. ábra).

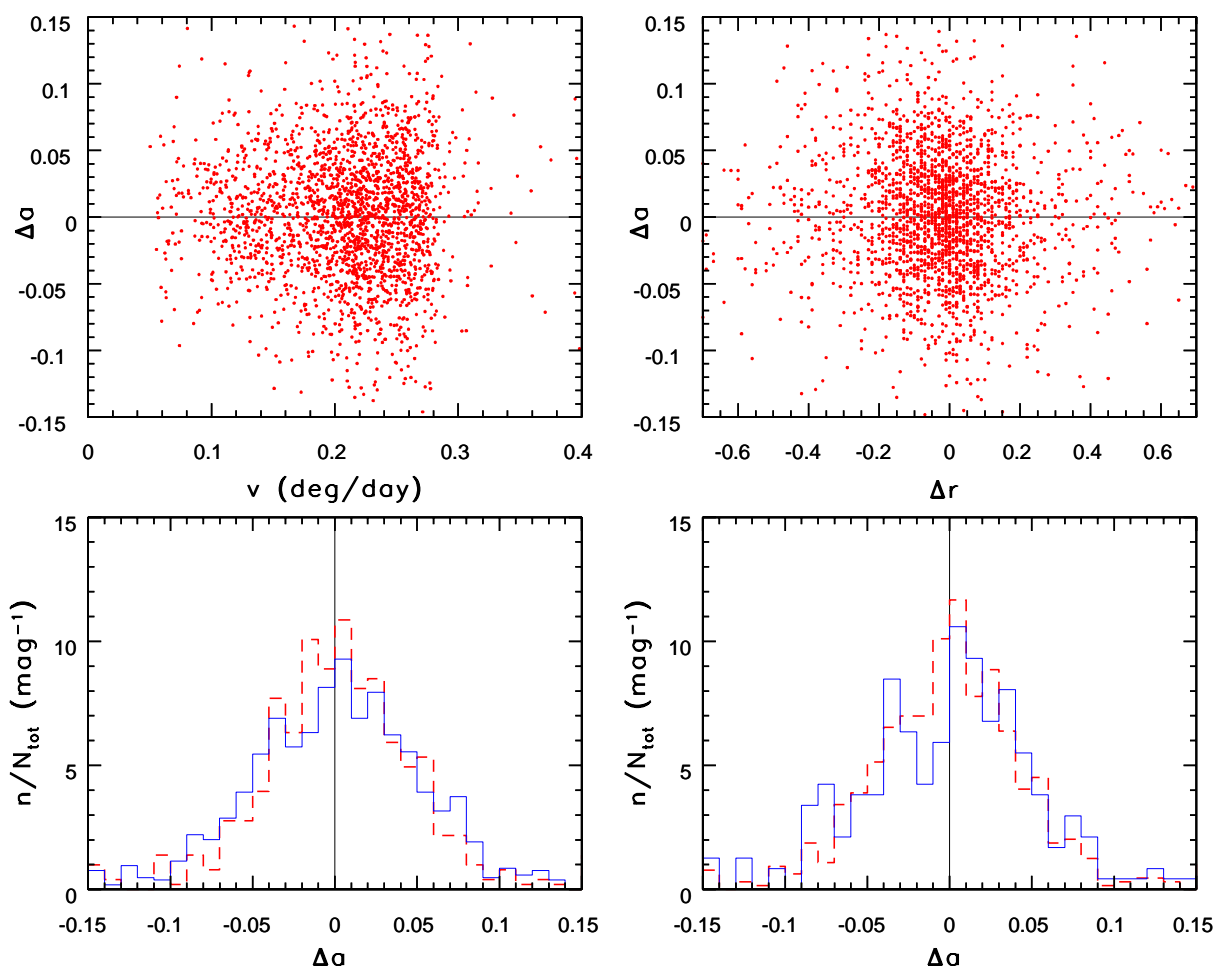
Okozhatja-e a pontatlan színmerést valamilyen módon a kisbolygó fényváltozása a két mérés közt? A szigorított mintában 645 méréspár esetében az  $r$  fényesség változása kisebb, mint 0,05 magnitúdó, 1644 esetben ennél nagyobb. A fényességüket kissé változtató kisbolygók is mutatnak jelentős színváltozást, pedig a fényességváltozás korlátozása itt kismértékű korrelációba hozza a méréspárok forgási fázisait, csökkentve ezzel a színváltozási hajlandóságot is (11. ábra).

Az oppozíciós ponttól való távolság a kisbolygó szoláris fázisán és a Nap peremsötétedésén keresztül vörösíti a kisbolygók színét. Okozhatja-e ez a megfigyelt jelenséget? A kis szoláris fázisoknál (712 objektum legföljebb  $\phi < 5$  fokra az oppozíciós ponttól) ugyanolyan színváltozást figyelhetünk meg, mint a nagyobb fázisok esetében ( $10^\circ < \phi < 20^\circ$ , 664 objektum). Az oppozíciós ponttól való távolság változása is okozhatná a szín változását, ám a szigorított minta segítségével kimutatható, hogy azok a kisbolygók is pontosan a megfigyelt mértékű színváltozást mutatják, amelyek szoláris fázisa nem változott számottevően a két megfigyelés között.

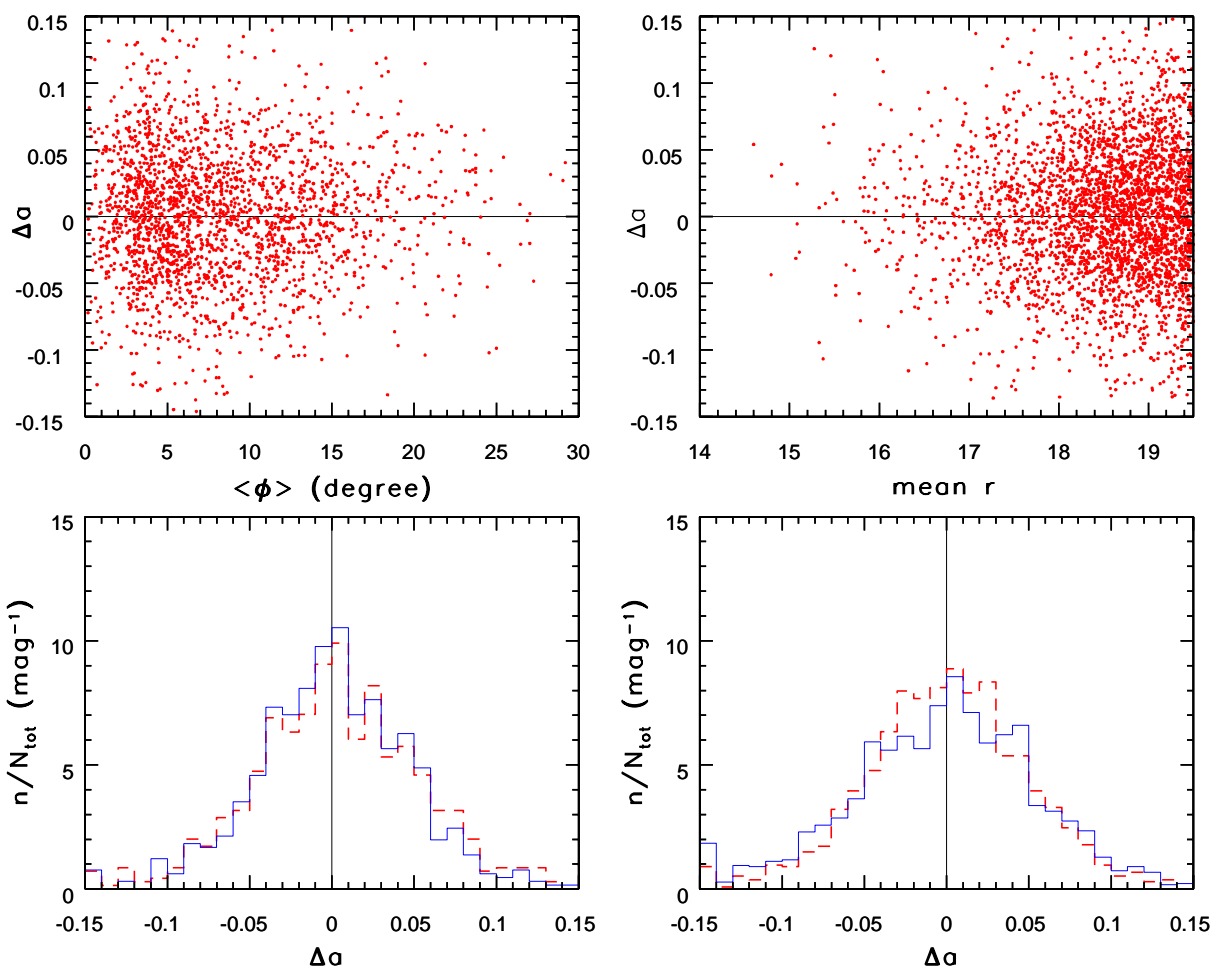
### 3.3.2. A színindexek korrelált változásának vizsgálata

Az SDSS a különböző szűrővel készített képeket egymás után veszi föl, és ha a kisbolygó fényváltozása elég gyors, ez okozhat látszólagos színváltozást két megfigyelés közt. Például a  $g$  és  $r$  szűrős képek közel 4 perc időkülönbséggel készülnek, ha a kisbolygó közben fényesedik, ez vörösíti a  $g - r$  színindexet, ha halványodik, kékebbé teszi. Egy 6 óra periódusú, 0,2 magnitúdó amplitúdójú kisbolygó a leggyorsabban változó fázisban  $\Delta(g - r) \approx \pm 0,013$  magnitúdó látszólagos színváltozást idézne elő, várhatóan pedig  $\langle \Delta(g - r) \rangle \approx 0,004$  magnitúdót. Ez elég kis érték, ám nem ismerjük elég pontosan az 1–10 km közti kisbolygók jellemző fényváltozását, ezért meg kell vizsgálnunk ezt a hibaforrást közelebbről is.

Ha a színváltozást a fönti jelenség okozná, az SDSS szűrősorozatának ismeretében meg lehet jósolni, hogy a különböző színindexek változása egymással egyenes arányban fog állni. A 4 SDSS-színindexből 6 független párt lehet alkotni, az ilyen eredetű változások a következő alakúak:  $\frac{\Delta(u-g)}{\Delta(g-r)} = -0,5$ ,  $\frac{\Delta(g-r)}{\Delta(r-i)} = -4$ ,  $\frac{\Delta(r-i)}{\Delta(i-z)} = 0,5$ ,  $\frac{\Delta(u-g)}{\Delta(r-i)} = 2$ ,  $\frac{\Delta(u-g)}{\Delta(i-z)} = 1$ ,  $\frac{\Delta(g-r)}{\Delta(i-z)} = -2$ .



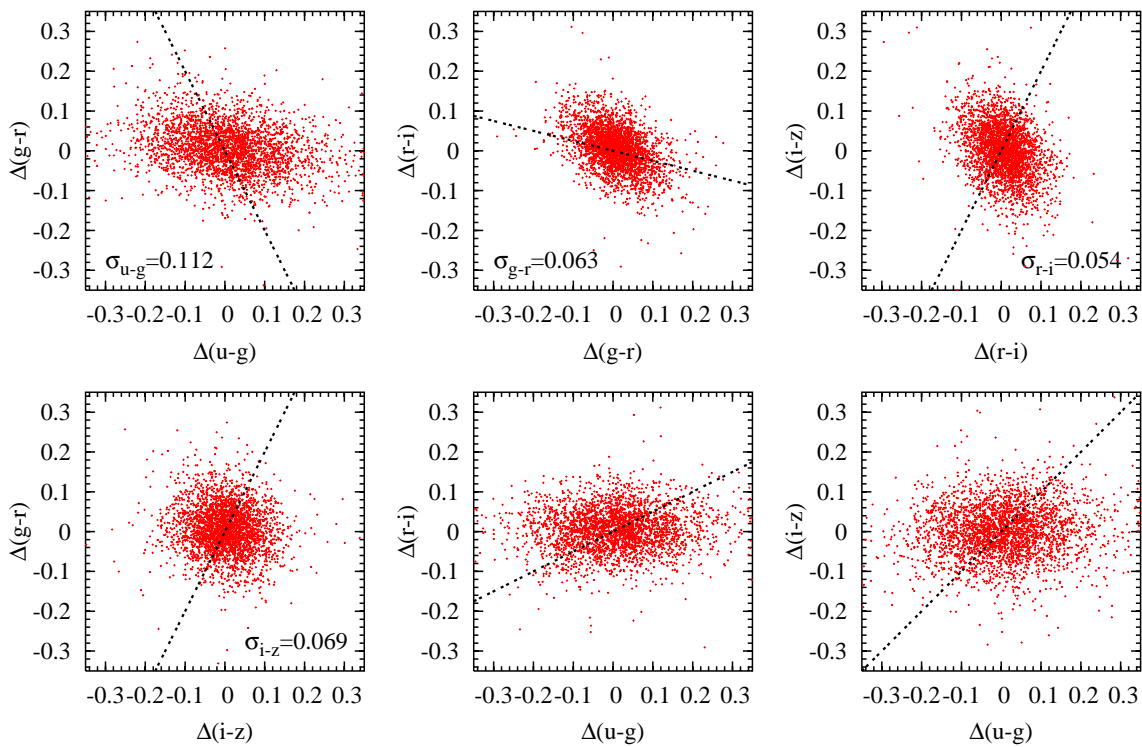
11. ábra. Balra: A színváltozás alig függ a kisbolygó látszólagos mozgásától; az egy pixelnél kevesebbet elmozduló kisbolygók (szaggatott vonal) ugyanúgy nagy színváltozást produkálnak, mint a gyorsan mozgó (folytonos vonal). Jobbra: A kisbolygók fényességváltozása sem okoz a detektált színváltozáshoz mérhető hibákat az analízisben. A 0,05 magnitúdónál kisebb  $\Delta r$  fényességváltozást mutató kisbolygók (szaggatott vonal) is szignifikáns színváltozást mutatnak, pedig a fényességváltozásra adott megszorítás a forgási fázisok függetlenségét is megszüntetheti.



12. ábra. Balra: A színváltozás és a fázis vizsgálata. A felső panel mutatja a különböző detektált színváltozásokat a fázis függvényében, az alsó panel összehasonlítja a  $\langle|\phi|\rangle < 5^\circ$  és  $10 < \langle|\phi|\rangle < 25^\circ$  geometriai körülményeknél végzett méréseket. Az eloszlások nem mutatnak korrelációt.

Jobbra: A színváltozás mérésének pontosságát nem befolyásolja jelentősen a látzó fényesség. A felső panel mutatja a színváltozás eloszlását a látszó fényesség függvényében, az alsó összehasonlítja a 16 magnitúdónál fényesebb és a 19 magnitúdónál halványabb objektumok detektált színváltozásait; nem figyelhető meg jelentős korreláció.





13. ábra. A négy SDSS-szín megfigyelt változásainak kétszíndiagramjai. A szaggatott vonalak jelzik azt a színváltozást, amit gyorsan forgó nagyamplitúdójú objektumok okoznának a nem szimultán fotometria miatt. A következtetésekkel kapcsolatban l. a szöveget.

Ezeket a várható összefüggéseket jelöltem kétszín-diagramokon, amelyeken ábrázoltam a mintában található kétszín-változásokat is. A trendek láthatóan nem követik az előbb vázolt összefüggéseket, tehát a minta színváltozásait nem ez a jelenség okozza.

A kétszíndiagramok alapján azonban még további következtetésekre juthatunk. A kisbolygók legerősebben változó színindexe az  $u - g$ , a 0,12 magnitúdós változás messze meghaladja az  $u - g$  mérésének bizonytalanságát. A  $g - r$  és  $r - z$  színindexek egymással ellentétesen változnak, ugyanígy az  $r - i$  és  $i - z$  színindexek is; azonban nincs korreláció a  $g - r$  és  $i - z$  változása közt, és az  $u - g$  színindex változása sem korrelál a nem szomszédos színindexekkel. Mindebből két következtetést kell levonnunk. Egyrészt a két „kék” és a két „vörös” színindex változásainak korrelálatlansága arra utal, hogy a kisbolygók színváltozását legalább két jelenség kelti, amelyek korrelálatlanul jelentkeznek; az egyik a mintavételezett spektrum kékebb, a másik a vörös oldalán hatékonyabb. Másrészt a színváltozást nem elsősorban a különböző típusú kisbolygók összetapadásos keveredése okozza, hiszen ekkor a spektrumok „simasága” miatt a szomszédos színindexek egy irányba változnának.

### 3.3.3. A színváltozás független a mérettől és a kisbolygó típusától

A színváltozás nem magyarázható a mérés ismert hibáinak következményeként. Azonban a realitásának biztos kimutatásához találni kell legalább egy fizikai paramétert, amellyel korrelációban áll, különben valami rejtett hibaforrás hatásként ugyanúgy értelmezhető, mint fizikailag reális jelenségként.

Először a színváltozás és a kisbolygó anyagi összetételére utaló  $a$  szín korrelációját vizsgáltuk meg. A 14. ábrán látható teszt arra utal, hogy a „vörös” és „kék”<sup>15</sup> kisbolygók színváltozási hajlandósága nem különbözik szignifikáns módon. Ezt a változást megvizsgáltuk a kétszíndiagramok segítségével is, itt összehasonlítottam az összes megfigyelt kisbolygó  $a-p$ <sup>16</sup> kétszíndiagramját a legalább 0,05 magnitúdó  $a$ -színváltozást mutató kisbolygókéval. Itt sem találtam korrelációt (16. ábra), amely arra utal, hogy a különböző típusú kisbolygók hasonló mértékben hajlamosak a színváltozásra.

Másodszor megvizsgáltuk a kisbolygó átmérőjére utaló abszolút fényesség és a színváltozás korrelációját (15. ábra). Kimutatható, hogy a vizsgált tartományon nem függ a színváltozás mértéke és eloszlása a mérettől.

Hasonló tesztekét végeztünk a pályák félnagy tengelyére és a pályainklinációra is, és ezekkel sem találtam korrelációt. Végeredményben levonható a következtetés, hogy a színváltozás a kisbolygók gyakori tulajdonsága, a változás nem tüntet ki valamely népes taxonómiai osztályt, és a különböző átmérőjű és különböző pályán keringő kisbolygókra nagyjából egyforma mértékben jellemző. Az itt bemutatott eredmények alapján a kisbolygók legalább 40%-a az SDSS egyedi színmérési pontosságánál nagyobb mértékben változtatja a színét.

Robert Lupton (személyes közlés) mutatott rá, hogy a rejtett műszereffektusok hiányát a színváltozás és egy másik fizikai paraméter egyértelmű korrelációja segítségével lehetne meggyőzően kimutatni. De miután a változás nem korrelált a kisbolygó egyéb fizikai paramétereivel, meg kell vizsgálni, hogy korrelációban áll-e önmagával: azaz az egyszer nagyobb színváltozást mutató kisbolygók hajlamosak-e két későbbi mérés alkalmával is nagyobb színváltozást produkálni.

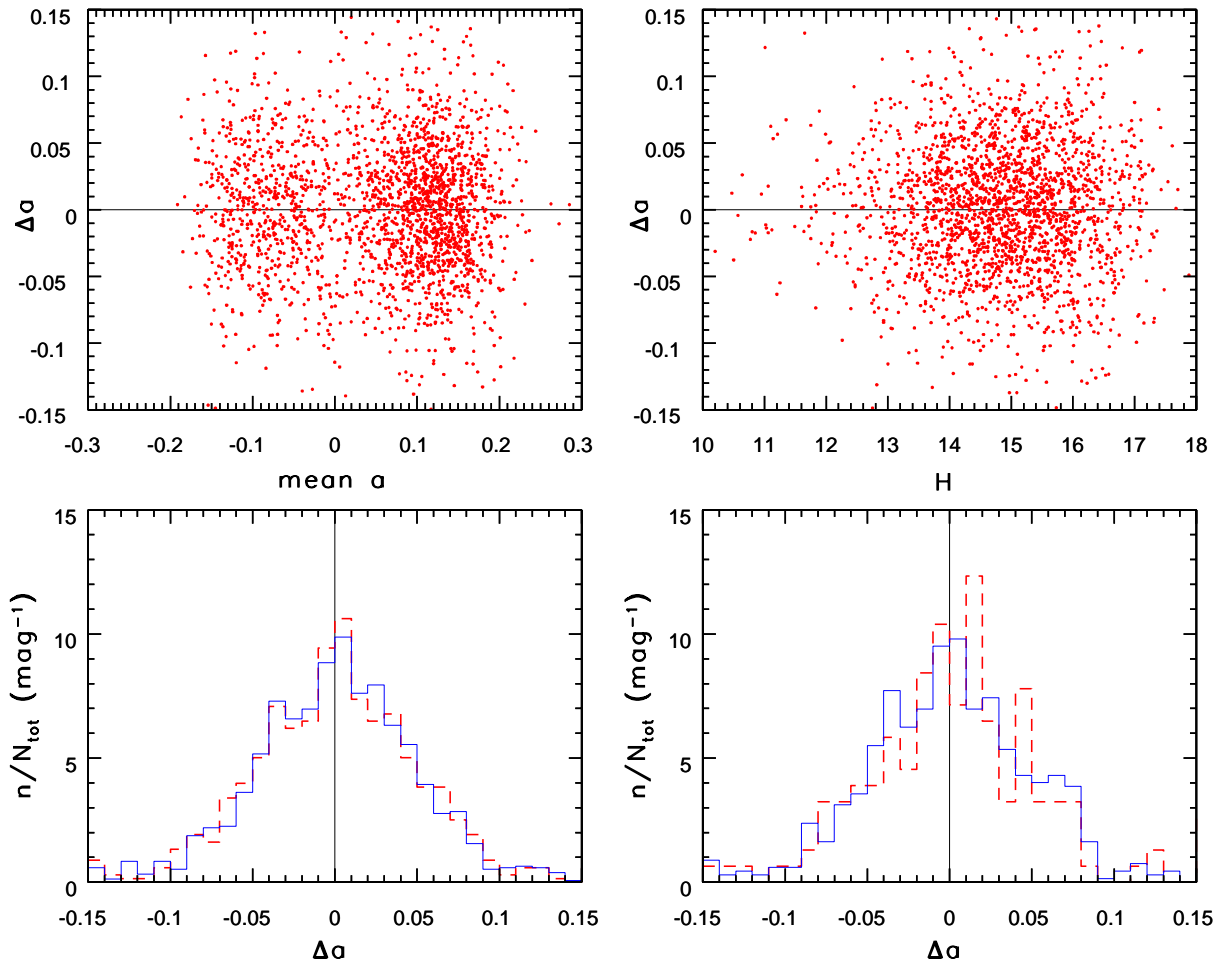
Az SDSS MOC II anyagában több olyan kisbolygó akadt, amelyekről 3,4, sőt, akár 7 mérés is készült. Kiválasztottam azt az 541 kisbolygót, amelyről legalább 4 mérés készült, és ezeket párokba rendeztem 1. és 2. mérés, valamint 3. és 4. mérés szerint. Az így megfigyelt két színváltozás független körülmények közt készült, s ha a színváltozások korrelálnak egymással, az magában a kisbolygóban rejlő közös eredetre – például felszíni színes foltokra – utal.

Az előálló kétdimenziós eloszlást a 17. ábra mutatja. Az ebben rejlő korrelációt két független módon mutattam ki. Efron és Petrosian (1992) közöl egy

---

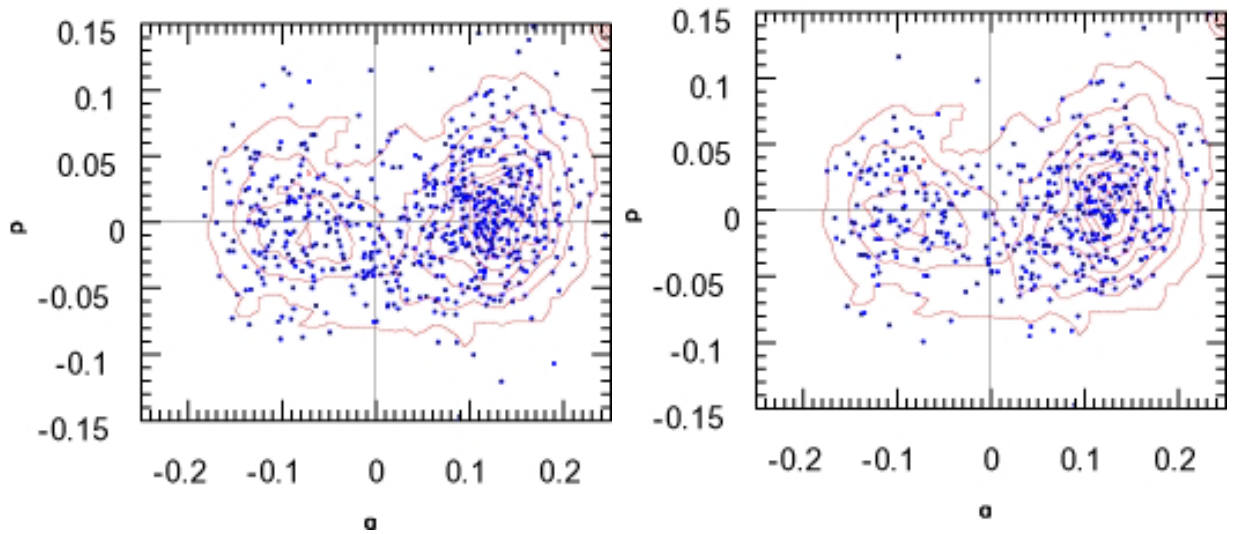
<sup>15</sup>v.ö. 2.7., 35. o.

<sup>16</sup>(40) és (41) egyenletek

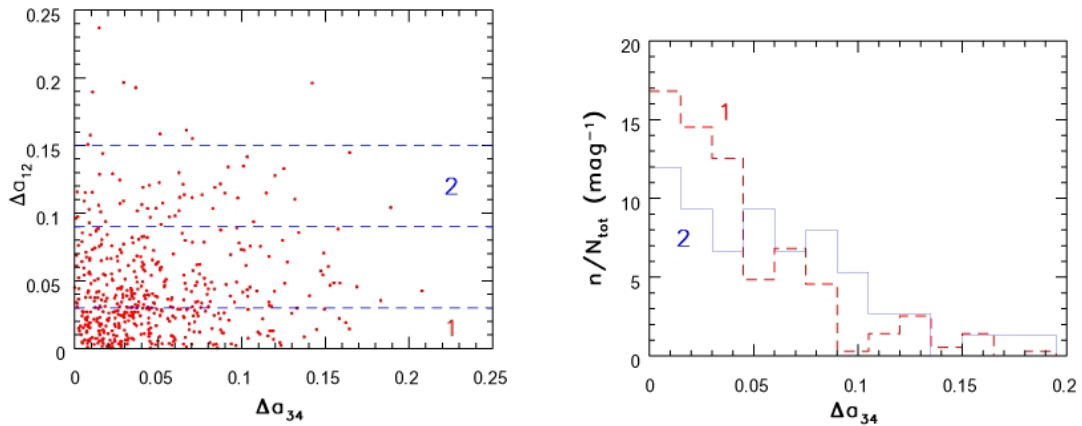


14. ábra. A kisbolygók színváltozása független az átlagos színtől. A felső panel a szigorított minta átlagos színeloszlását mutatja, az alsó a  $\langle a \rangle < 0$  (689 objektum) és  $\langle a \rangle > 0$  (1585 objektum) kisbolygók színváltozását hasonlítja össze. Az eloszlások statisztikailag megkülönböztethetetlenek.

15. ábra. A színváltozás és az abszolút fényesség korrelációjának vizsgálata. A felső panel a szigorított minta színváltozásait mutatja a  $H$  abszolút fényesség függvényében, az alsó panel a  $10 < H < 13$  (97 objektum) és  $15 < H < 16$  (505 objektum) kisbolygók színváltozását hasonlítja össze. A vizsgálat átmérő-tartományon nincs korreláció.



16. ábra. A fényesség- és színváltozások függetlenek az  $a$ - $p$  kétszíndiagramon elfoglalt helytől. A pontok a szigorított mintát mutatják; a bal panelen  $\Delta r$  legalább 0,2 magnitúdó változású kisbolygók, a jobb panelen a  $\Delta a$  legalább 0,05 színváltozású kisbolygók szerepelnek. A vonalak az összes megfigyelt kisbolygó kétszín-eloszlását mutatják.



17. ábra. Négyyszer mért kisbolygók két-színváltozás diagramja. Az 1. és 2. módon definiált kisbolygók eloszlásai 95% konfidenciával különbözőek; az eloszlásokat a jobb panel hasonlítja össze. A  $\Delta a_{1-2}$ - $\Delta a_{3-4}$  diagram 98% konfidenciával nem írható föl  $f(\Delta a_{1-2}) \times g(\Delta a_{3-4})$  alakban, vagyis a független színváltozások korrelációban állnak egymással.

módszert arra, hogy eldöntsük, a megfigyelt  $T(x, y)$  mintaeloszlás levezethető-e  $T(x, y) = \Phi(x)\Phi(y)$  alakú elméleti eloszlásfüggvényből. A két színváltozás diagramjára 95% konfidenciával nem lehet ilyen elméleti eloszlásfüggvényt meghatározni, ami azt jelenti, hogy a mérések korrelációban állnak egymással. A korreláció erőteljesebben jelentkezik, ha az egyik méréspár alkalmával nagy és kis változást mutató ( $\Delta a_{1,2} > 0, 1; < 0, 03$ ) kisbolygók másik méréspár alkalmával mutatott eloszlásait hasonlítjuk össze. Kétmintás Kolgomorov–Smirnov-teszttel (Lupton, 1993) kimutatható, hogy ezek az eloszlásfüggvények 99% konfidenciával különböznek, és az egyszer nagyobb színváltozást mutató kisbolygók később is hajlamosak jobban változni.

### 3.3.4. A színváltozások a különböző dinamikai családokban

Megvizsgáltam, hogy a különböző dinamikai családokban egyformán jelentkezik-e a színváltozás jellege. A családokat Zappalà és mtsai. (1995) cikke alapján jelöltem ki, az  $a-e-\sin i$  térben definiált téglatestekkel (9. táblázat). A dinamikailag is szomszédos Nysa és Polana, valamint az Eunomia és Adeona családokat összevontam, hogy több egyeden vizsgálhassam a változásokat. A családokban a vizsgált tagok száma 50 és 300 közé esett.

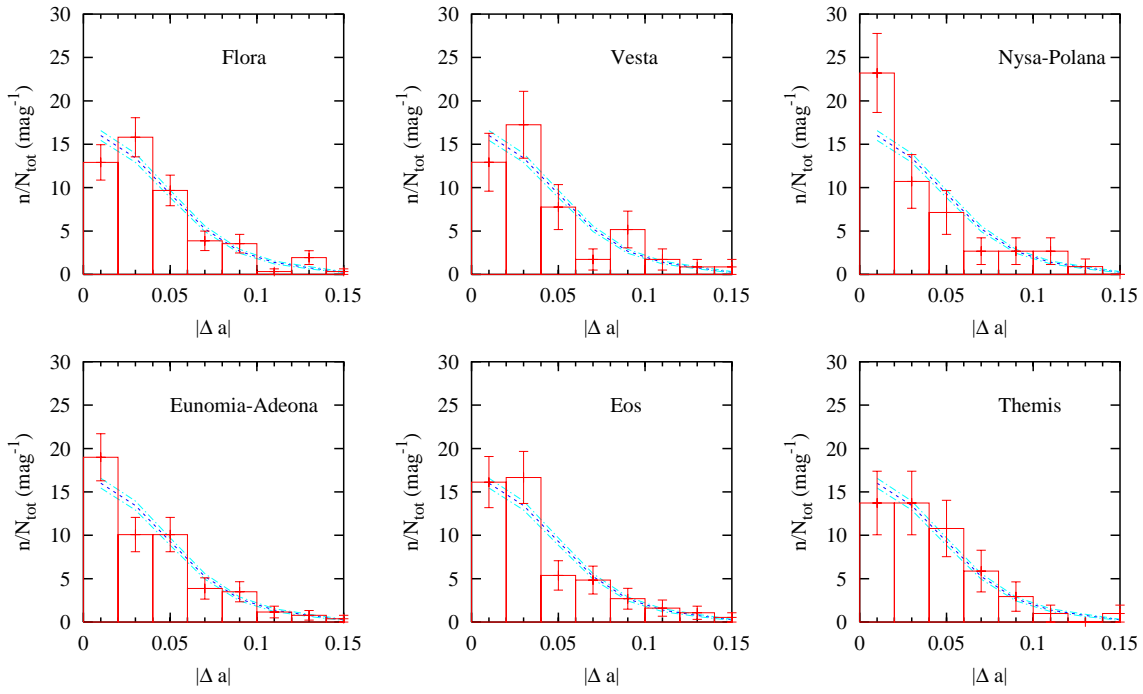
9. táblázat. A kisbolygócsaládok definíciója az  $a_p$ - $\sin i$ - $e$  térben

Család	$a_p$	$\sin(i)$	$e$
Flora	2.16–2.32	0.04–0.125	0.105–0.18
Vesta	2.28–2.41	0.10–0.135	0.07–0.125
Nysa-Polana	2.305–2-48	0.03–0.06	0.13–0.21
Eunomia-Adeona	2.52–2.72	0.19–0.26	0.12–0.19
Eos	2.95–3.10	0.15–0.20	0.04–0.11
Themis	3.03–3.23	0–0.6	0.11–0.20

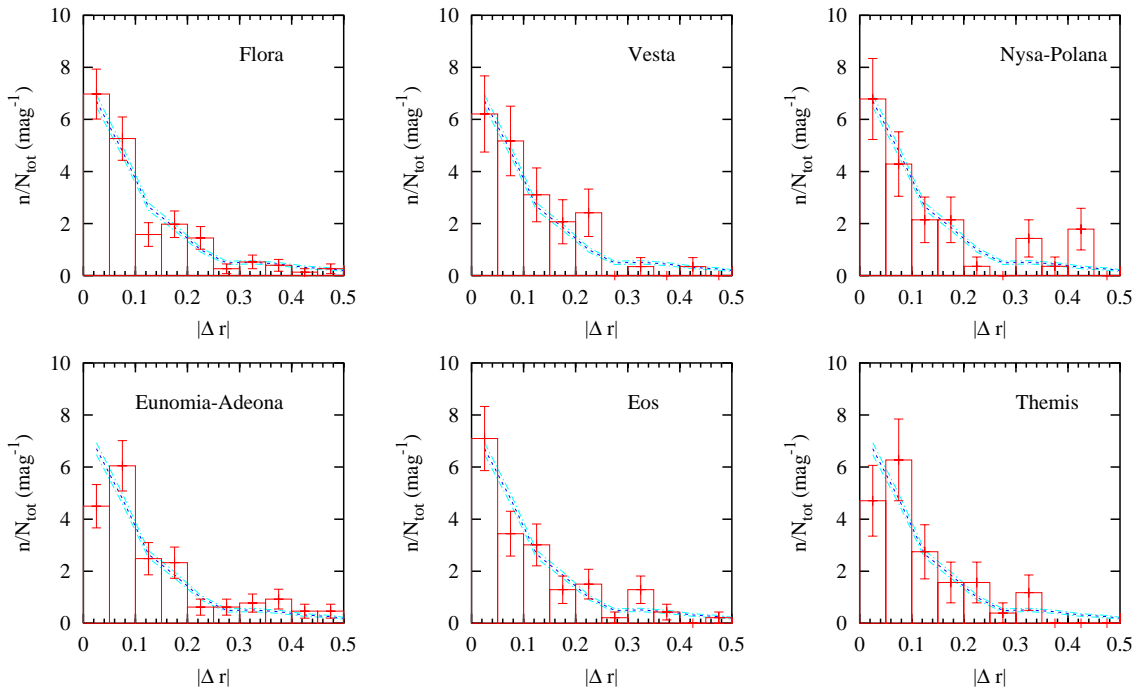
Az egyedi adatok alapján a színváltozás jellege nem különbözik szignifikánsan a különböző családokban (18. ábra), bár a kis elemszám miatt a hibahatárok nagyon nagyok, és csak a legmarkánsabb különbségek kimutatása lenne lehetséges. A teljes fényességváltozásra ugyanez mondható el (19. ábra).

### 3.3.5. Következtetések

A kisbolygók színváltozásának kimutatása új és fontos paraméter a kisbolygók fölépítésének, fejlődésének és eredetének vizsgálata szempontjából. A fényváltozás természete véletlenszerű, amennyiben nem kötődik egy-egy dinamikai családhoz, egy adott taxonómiájú kisbolygóhoz, egy adott átmérőjű csoporthoz stb. Ez okból fölvetődhet, hogy nem az SDSS egy rejtett hibaforrását mutattuk-e ki



18. ábra. A családok  $|\Delta a|$  színváltozásai (oszlopdigram) a szigorított minta színváltozásaihoz viszonyítva (vonalak,  $\pm\sigma$  hibaintervallumokkal).



19. ábra. Ugyanaz, mint 18. ábra, a  $|\Delta r|$  fényességváltozásokra

a kisbolygók színváltozása helyett. A fényváltozás asztrofizikai realitása mellett azonban számos érv szól. A változás olyan nagy mértékű, hogy ha műszereffektus okozná, az SDSS hosszú tesztelése során és a korábbi tanulmányokban ennek föl kellett volna tűnnie. Ha a hibaforrást a kisbolygók mozgása okozná, a színváltozásnak arányosnak kellene lennie a mozgás sebességével, ilyen korrelációt viszont nem találtunk. A színváltozás továbbá korrelált módon jelenik meg a különböző SDSS-színindexekben, ami fizikai okra utal – ez az ok viszont nem lehet egy szürke, fényességét változtató test látszólagos megszíneződése, mert a korrelációk ettől a meghatározható műszereffektustól egyértelműen eltérnek. Végül, azok a kisbolygók, amelyek egyszer már erősebben változtatták a színüket, legközelebb is hajlamosabbak nagyobb színváltozást produkálni.

A színváltozás arra utal, hogy számos kisbolygó felületén nagy méretű, eltérő színű foltok találhatóak. Részletesebb modellezés nélkül a foltok méretére nehéz becslést adni, ehhez ismerni kellene a forgástengelyek eloszlását és a foltok eredeti színét is. Egyszerű föltevésekkel becslést adhatunk a foltok méretére. Ha rögzített méretű foltok egyenletesen oszlanak el a felületen, a színváltozás várható értéke nem lesz más, mint a foltok összegzett látszó területének standard deviációja. Ha a foltok kicsik, elboríthatják akár a felület felét is, az összes folt látszó területének standard deviációja kicsi lesz, tehát alig fogunk színváltozást látni. A foltok színe másrészt nem nagyon térhet el az alapkőzet színétől, hiszen az alapkőzet spektruma és a színindexek erős korrelációban állnak. Ezért az a valószínű, hogy elég nagy területű, az alapkőzettől nem nagyon eltérő spektrumú foltokról lehet szó, az átlagos méret valószínűleg legalább a felület 10%-a.

A színváltozás egyik egyszerű magyarázata az lenne, ha a különböző alapkőzetből összetapadó kisbolygókat föltételeznénk, pl. egy S test beágyazódását egy nagyobb C testbe. Ez azonban nem valószínű: mivel a kisbolygótípusokat elsősorban az  $a$  szín különbözteti meg, ebben az esetben a  $p$  szín kevésbé változna, holott a megfigyelések szerint a  $p$  szín változása 1,33-szor nagyobb, mint az  $a$  színé.

Az egyik lehetséges magyarázat a záporozás, ennek jelentős vörösítő és sötétítő hatását meggyőzően mutatták ki az űrszondás megközelítések (Chapman, 1996). Ez a folyamat az  $u - g$  színindexet változtatná a legnagyobb mértékben; ez a mért adatokkal összhangban áll, ám kérdéses, hogy a záporozás hogyan tud elegendően nagy felületű struktúrákat kialakítani. A másik lehetséges magyarázat a krátereződéssel van összefüggésben. Clark és mtsai (2001) az Eros felszínén az albedó 30–40%-os változását találták az Eros kisbolygó Psyche-kráterének falán. A hasonló albedóváltozások spektrális függése szintén elvezethet a megfigyelt színváltozásokhoz.

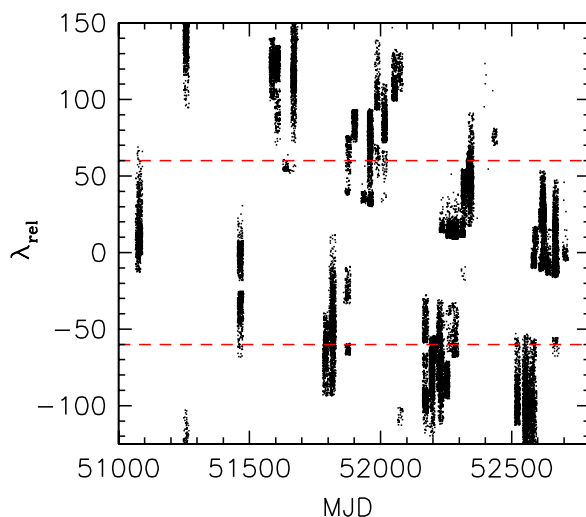
A változás eredetére való tekintet nélkül a színváltozás a kisbolygók jellegze-

tes sajátosságának tűnik. Az SDSS MOC későbbi kiadásában a kétszer mért kisbolygók száma a mérések számával közel négyzetesen fog nőni, továbbá egyre több kisbolygót fedeznek föl, melynek következtében a kétszer mért kisbolygókból egyre több válik ténylegesen azonosíthatóvá. Így az SDSS végére a jelenleginél részletesebb módon lehet tanulmányozni a kisbolygók színváltozását. A közeljövő nagy égboltfölmérései (LSST, Pan-STARRs) még nagyobb kisbolygó-mintát mérnek majd, amely mellett az SDSS MOC eltörpül; azok az adatok kétségkívül sokkal mélyebb részleteiben tárják majd föl a kisbolygók színváltozását, mint amennyire itt bemutathattam.



### 3.4. A Trójai kisbolygók statisztikus vizsgálata

Az SDSS által megfigyelt sávok gyakran áthaladtak a Jupiter L4 és L5 pontjai környékén (20. ábra). Az ábra ordinátája speciális, hiszen az L4 és L5 pontok szimmetriájára illeszkedik: a forgó heliocentrikus rendszer alapirányát a Jupiter iránya, alapsíkját a Jupiter pályája határozza meg. A fejezet további térképeit is ebben a rendszerben készítem el, amit az egyszerűség kedvéért a továbbiakban „a Jupiter koordinátarendszerének” nevezek.

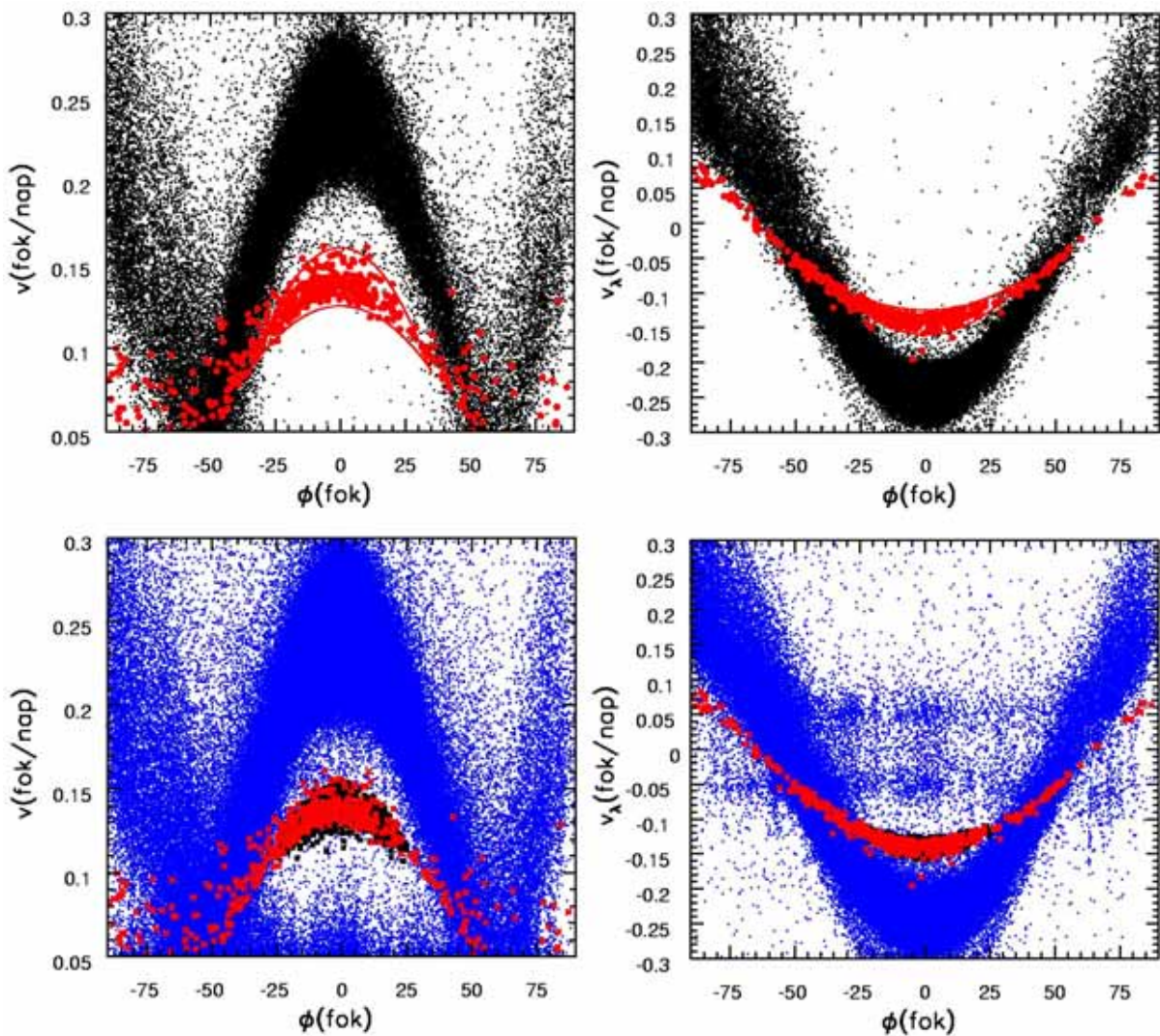


20. ábra. Az SDSS mintavételezett területei a Jupiter koordinátarendszerében. A vonalak jelölik a trójai kisbolygók égi helyét.

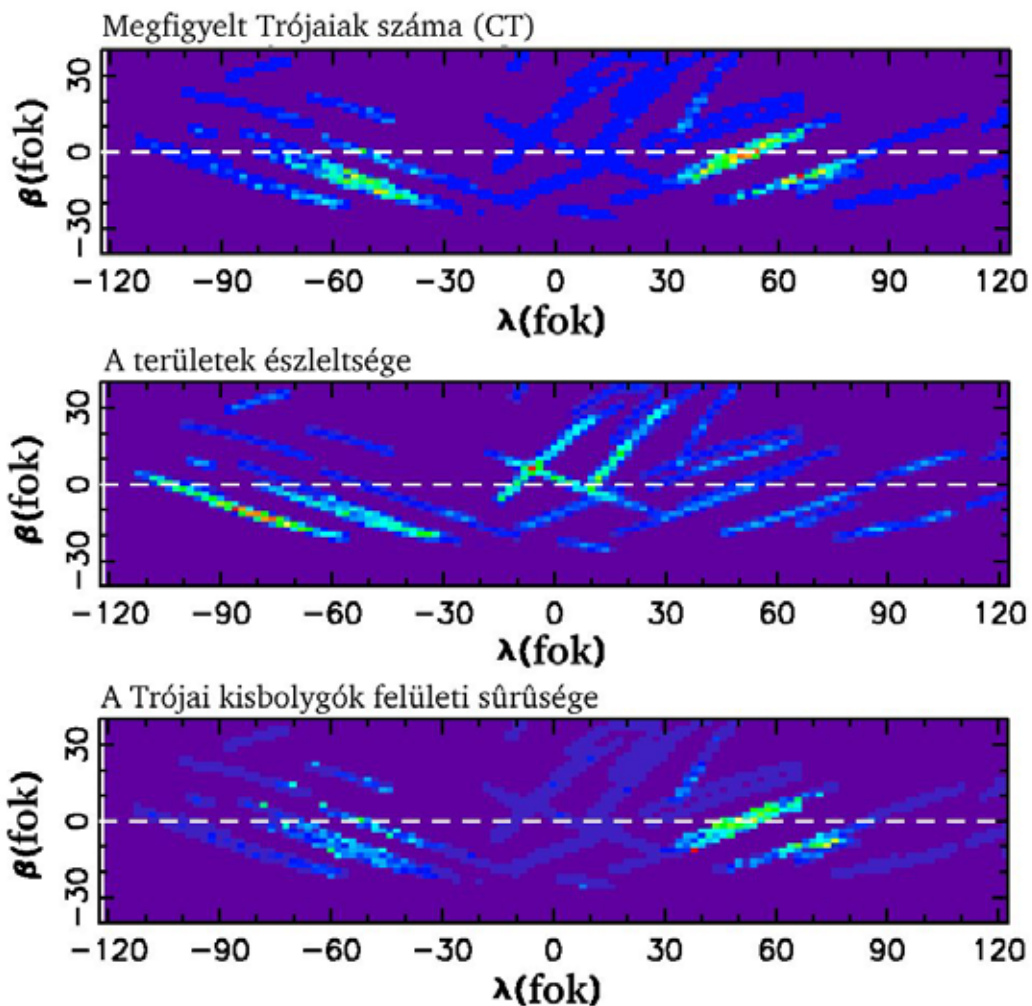
Az SDSS MOC ezért számos Trójai kisbolygót is tartalmaz. Az azonosított, már ismert kisbolygók közül a pályaelemek alapján ( $5,0 < a < 5,2$ ;  $0 < e < 0,15$ ) könnyen kiválasztható 480 ismert Trójai kisbolygó (KT minta). A Trójai és nem Trójai kisbolygókat a napi mozgások terében külön színnel ábrázolva meghatározható az a tartomány, amelyben a Trójai kisbolygók jól elkülönülnek a főövötől (21. ábra, felső panelek).

Ezt követve választottam ki azt az 1187 darab potenciális Trójai kisbolygót tartalmazó mintát (CT), amely a következőkben bemutatandó statisztikai vizsgálatok alapját adta. A CT minta hatékonysága 60% (296 ismert Trójai került bele), tisztasága 95% fölötti (5 ismert főöbéli került bele), határfényessége 21 magnitúdó (4% albedó esetén 5 km). A CT minta statisztikai vizsgálatait ellenőriztem a KT mintával is, ami azért fontos, mert a KT kizárólag Trójai kisbolygókat tartalmaz. Másrészt szelektív hatás miatt KT általában a CT legfényesebb, azaz legpontosabban fotometrálható tagjaiból áll, így független vizsgálata kiváló kontrollnak bizonyul. Ezeknek a mintáknak az analízise jelenleg még folyamatban van (Szabó és mtsai., 2005, tervezett), az első eredményeket alább ismertetem.

A CT minta objektumai jól követik a Trójai kisbolygók tapasztalt, illetőleg



21. ábra. A CT trójai kisbolygók szelektíós tartományának kijelölése az összes ismert SDSS MOC-kisbolygó (fekete pontok) és az ismert Trójai kisbolygók (KT minta, vörös pontok) segítségével (fönt). A szelektíós területet a vörös vonal határolja. Lent a szelektíós eljárás látható: a szelektíós területbe eső összes kisbolygó (CT minta, fekete pontok), az ismert Trójai kisbolygók (vörös pontok) és az összes mérés (kék pontok) az SDSS MOC III. katalógusban (lent). A további vizsgálatok alapján a KT és a CT minták adják.



22. ábra. A trójai kisbolygók (CT) eloszlása az SDSS MOC adataiban (a Jupiter koordinátarendszere szerint). Főnt a mért darabszámok  $2 \times 2$  fokos négyzetekben, középen az adott területek mintavételezése, lent pedig a Trójai kisbolygók ebből számítható felületi sűrűsége.

elméletileg is jósolható eloszlását. A 22. ábra felső sűrűségterképe a Jupiter koordinátarendszerében, 2x2 fokos oldalú négyzetekben mutatja a megfigyelt területeket (sötétkék sávok), illetve színskálával a területen talált Trójai kisbolygók számát. A mintavételezés azonban az ekvatoriális koordinátákban sem egyenletes, a Jupiter koordinátarendszerében – az alapirány vándorlása miatt – végképp nem az. Ezért a területelemekre eső megfigyelések sűrűségével normalni kell a darabszámokat, hogy felületi sűrűséget kapjunk; az SDSS lefedettségét a 22. ábra középső panelje, a CT minta sűrűségeloszlását az alsó panel mutatja. Ki szeretném emelni, hogy a CT minta válogatásánál az égi pozíciót semmilyen módon nem vettem figyelembe. A CT minta égi eloszlása ezért független módon megerősíti, hogy a CT minta megfelelően tiszta, vagyis túlnyomórészt Trójai kisbolygókat tartalmaz.

Az eloszlás jól mutatja azt a statisztikailag is megerősíthető tényt, hogy a mintában szignifikánsan több (mintegy kétszer annyi) vezető Trójai szerepel, mint követő. Ezzel ellentétes az a paradigma, amely az L4 és L5 populációt hasonló darabszámúnak tekinti (pl. Jewitt és mtsai., 2000). Ez a paradigma két alapon nyugszik: egyrészt analitikusan nem indokolható, hogy a két csoport miért tartalmazna eltérő egyedszámot; másrészt az L4 és L5 csoportot a megfigyelések szimmetrikusnak mutatták. Igaz, az ismert Trójai kisbolygók közül több a vezető, ezt azonban az irodalomban szelekciós effektusnak tekintik: a vezető csoportot vizsgálták részletesebben, ezért abban több kisbolygót is ismerünk.

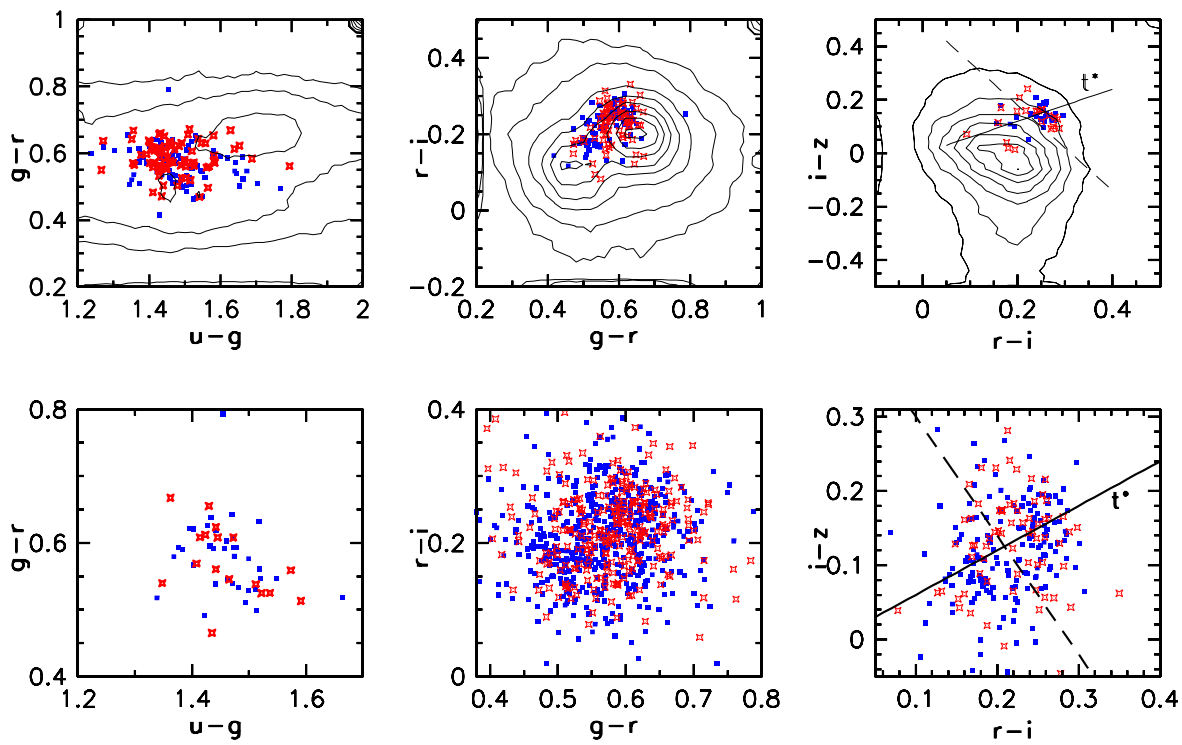
Az SDSS mérései azonban megkétszerezték a megfigyelt Trójai kisbolygók számát, miközben hasonló módon mintavételezték mindkét csoportot. Mivel így az adatok arra utalnak, hogy valóban több a vezető Trójai, mint a követő, észlelési megalapozást kapnak azok a számítások, amelyek az L4 és L5 csoport eltérő dinamikáját támasztják alá. Marzari és mtsai. (2001) kimutatja, hogy gáz jelenlétében az L5 stabilabbá válik, míg a bolygók migrációja destabilizálhatja az L5 pontot. Pál és Süli (2004) numerikus számításokkal kimutatja, hogy az L4 stabilitási régiója minden inklináción és excentricitáson nagyobb, ha a Szaturnusz perturbáló hatását is figyelembe vesszük.

### **3.4.1. A Trójai kisbolygók színeloszlása**

A trójai kisbolygók jellegzetes, gyakran igen lassan változó spektruma<sup>17</sup> már a korai spektroszkópiai vizsgálatokban is megmutatkozott. Az SDSS adatain is kimutatható ez a jellegzetesség: a 23. ábra felső sora a vezető (kék) és követő (vörös) Trójai kisbolygók színeloszlását hasonlítja össze a főv kisbolygóiéval (kontúrok). Jól látható, hogy a KT minta mindkét csoportja jellegzetes módon elkülönül

---

<sup>17</sup>v.ö. 1.1., 11. o.



23. ábra. A trójai kisbolygók szín-szín diagramjai és a  $t^*$  szín definíciója

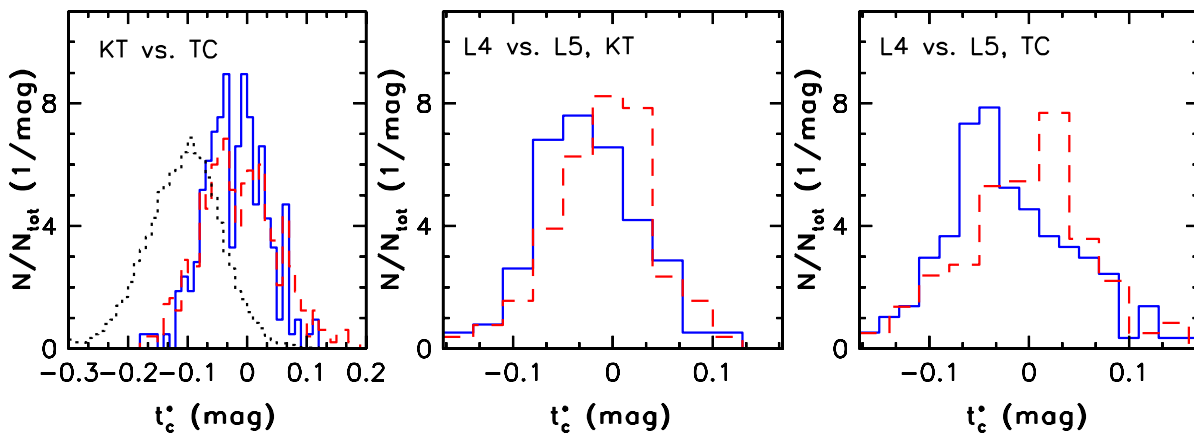
a főv kisbolygóitól. Az alsó sor ábráin már a CT minta legjobb minőségű kisbolygói szerepelnek (minden szín legalább  $\pm 0,03$  pontossággal mérve), a jellegzetes színek körüli csoportosulás itt is tetten érhető. (Ez egyébként ismét megerősíti a CT minta tisztaságát is). A két csoport közti különbség az  $r - i - i - z$  diagramon mutatkozik meg leginkább, ahol az eloszlás bipoláris jellegű; a vezető  $r - i$  és  $i - z$  színindexe kisebb, a követőké pedig nagyobb. Ezt a jeleget hangsúlyozandó, definiáltam a

$$t^* = 0,93(r - i) + 0,34(i - z) - 0,23 - 0,0010 \cdot |\phi| \quad (42)$$

„trójai” színindexet. A szoláris fázis korrekcióját leíró tagban  $\phi$  az oppozíciós ponttól vett távolság, amely épp a Trójaiak jól meghatározott naptávolsága miatt (legalábbis kis szögekre) a szoláris fázissal arányosnak tekinthető. Az üstökösök és a Trójai kisbolygók kapcsolatára utal, hogy mindkét csoport  $t^*$  színe 0 körüli, a Trójaiak esetében a szórás 0,08 magnitúdó, az SDSS által megfigyelt nagy naptávolságú üstökösök esetében pedig mindössze 0,02 magnitúdó (Željko Ivezić, személyes közlés).

A Trójai és a fővbeli kisbolygók eltérő  $t^*$  színét jól mutatja a 24. ábra bal oldala, ahol megfigyelhető a  $t^*$  szín mindkét mintában megmutatkozó bimodális jellege is. Az L4 (folytonos vonal) és L5 (szaggatott vonal) mintákat összehasonlítva jól látható, hogy a vezető és követő Trójaiak színe is szignifikánsan eltér egymástól: a legkékebb és legvörösebb szín megegyezés a két mintában, de ezen





24. ábra. Balra: az összes SDSS-kisbolygó, a KT (folytonos vonal) és a TC (szaggatott vonal) színeloszlása. Középen és jobbra: A vezető (folytonos vonal) és követő (szaggatott vonal) Trójai kisbolygók színeloszlása a KT (középen) és a TC mintában.

a tartományon belül a vezető csoport a kékebb (kevésbé vörös) színű kisbolygói túlsúlyban vannak.

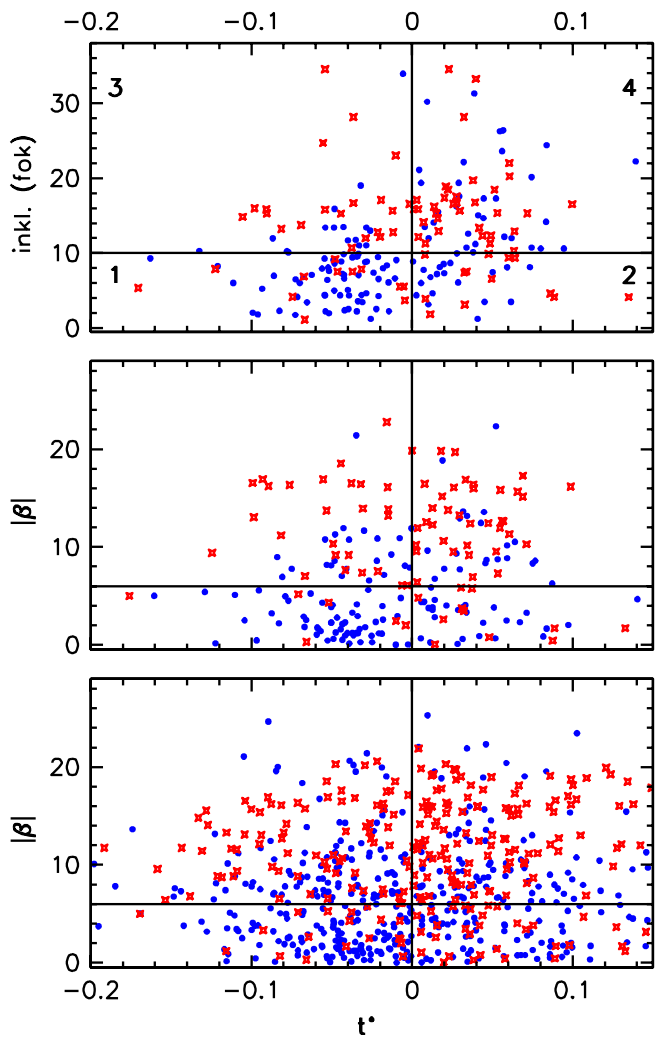
### 3.4.2. A szín-inklináció korrelációjának vizsgálata

A Trójai kisbolygók kutatásának elsődleges inspirációja volt annak felismerése, hogy a KT mintában a szín korrelációban áll az inklinációval. Ezt mutatja be a 25. ábra felső része, ahol a KT minta elemeinek inklinációját a szín függvényében ábrázoltam. Annak érdekében, hogy a két csoport külön vizsgálható legyen, az L4 és L5 tagokat kék és vörös színű szimbólumokkal különböztettem meg. Az ábra alapján „szemre” is látható a korreláció jellege: a vezető Trójaiak közt alacsonyabb inklináción a kék, nagyobb inklináción a vörösebb színűek jellemzőek. Különösen a 10 foknál kisebb inklinációjú kisbolygók esetében szembetűnő a jelenség. Az ábrához mellékelt táblázat felső részén hasonló összefüggés figyelhető meg: a grafikonon definiált régiókban összeszámolva az elemeket, az L4 és L5 kisbolygók aránya szignifikánsan különbözik az **1** és **2** régiókban.<sup>18</sup> Ezzel az analízissel is ki lehet mutatni az átlagos  $t^*$  szín eltérését a két csoportban (az **1+3** és **2+4** régiók statisztikájának összehasonlításával).

Ezt az összefüggést nem lehet közvetlenül kimutatni a CT mintában, hiszen abban a kisbolygók inklinációját általában nem ismerjük. Teszteltem, hogy a vizsgálat szempontjából helyettesíthető-e az inklináció a megfigyelésre vonatkozó ekliptikai szélesség abszolút értékével – abból a megfontolásból, hogy a nagy szélességen mért kisbolygók szükségképpen a nagy inklinációjú Trójaiak közül ke-

<sup>18</sup>A  $d$  „hiba” (a standard deviáció várható értékének) számításához Boltzmann-eloszlást feltételeztem,  $d = \sqrt{n \cdot p(1-p)} \equiv \sqrt{(N_{L4} + N_{L5}) \cdot \frac{N_{L4}}{N_{L4} + N_{L5}} \cdot \frac{N_{L5}}{N_{L4} + N_{L5}}}$ .

25. ábra. A KT vezető (kék pontok) és követő (vörös pontok) Trójai kisbolygói eloszlása a  $t^*$  szín szerint, az inklináció függvényében (fönt). A szín-inklináció korrelációt megerősíti az ábrához tartozó táblázat, amely a számozott területeken található kisbolygók számait hasonlítja össze: a követők aránya az **1** és **2** területen szignifikánsan különbözik. Ha a megfigyelés idejére vonatkozó ekliptikai szélességgel helyettesítjük az inklinációt, a különbség továbbra is megfigyelhető (középen), mint ahogy hasonló helyettesítéssel a CT mintában is (lent).



	Terület	$N_{L4}$	$N_{L5}$	$N_{L5}$ (%)
Inc.,	1	78	14	15±4
	2	18	14	43±9
	3	43	25	36±6
	4	64	34	35±5
	1+2	96	28	22±4
	3+4	107	59	35±4
	1+3	121	39	24±4
2+4	82	48	37±4	
β	1	67	10	14±4
	2	24	13	35±7
	3	54	32	37±6
	4	60	35	36±5
	1+2	91	20	18±4
	3+4	114	67	37±4
	1+3	131	39	23±3
2+4	84	48	36±4	
β	1	172	37	22±3
	2	69	33	32±3
	3	165	117	41±2
	4	208	116	36±3
	1+2	241	71	23±2
	3+4	374	235	39±2
	1+3	380	153	29±2
2+4	234	150	39±3	

rülnek ki, míg az alacsonyabb szélességeken a kisebb inklinációjúakkal keverve jelennek meg.

A KT mintán elvégezve ezt a helyettesítést a 25. ábra középső grafikonját és a táblázat középső oszlopát kapjuk. Az inklinációra utaló  $|\beta|$  értékét 6 fokra csökkenttem a régiók definiálásakor, ami a 10 fokos inklinációjú Trójai kisbolygók várható szélessége egy megfigyelés alkalmával. A helyettesítés kényszerű megoldás, azonban így is megmaradt a vizsgált régiók közti különbség (a keveredés miatt kissé csökkent). Ugyanez a helyettesítés szignifikáns különbséget ad a CT mintában is.

Az **1+2** és **3+4** területek összehasonlítása mindhárom esetben arra enged következtetni, hogy alacsonyabb inklináción több vezetőt találtunk a mintában. Ez nem biztos, hogy valós jelenség: az imént bemutatott teszt fontos hibaforrása, hogy a mintavételezés „esetlegessége” miatt a CT égi eloszlása nem egyenletes, és nem tükrözi a Trójai kisbolygók felületi sűrűségét sem. Ezért ezt a vizsgálatot tervezem úgy megismételni, hogy az egyedi elemeket az észlelésre vonatkozó terület lefedettségével fordított arányban súlyozom.

### **3.5. Következtetések (SDSS vizsgálatok)**

Az SDSS MOC a kisbolygók – és újabban már üstökösök – vizsgálatának mérőben új lehetőségét kínálja. A program zárásáig az SDSS várhatóan megfigyeli a katalogizált kisbolygók túlnyomó többségét, és várhatóan ugyanennyi megfigyelést fog készíteni a még föl nem fedezett (vagyis ideiglenes jelöléssel sem ellátott) kisbolygókról is. Ezen kisbolygók „igazi” fölfedezése után az SDSS archív adatai alapján eléggé pontosan lehet a pálya adatait meghatározni, ami különösen a Földet erősen megközelítő kisbolygók veszélyességének gyors fölmérésében fontos. Az adatok alapján továbbá föltérképezhető lesz a különböző családok méreteloszlás-függvénye, amely a Naprendszerben található összes kisbolygó mennyiségének és össztömegének becslése szempontjából fontos – ennek a számnak fontos szerepe van a naprendszer-keletkezési elméletek jóslatai szempontjából is. Másrészt az eloszlás különböző szakaszaiból közvetlenül és számszerűen lehet majd következtetni a kisbolygók mai méreteloszlását kialakító folyamatokra (kezdeti méreteloszlás, darabolódás, összetapadás stb.), és – ismét csak a földsúroló kisbolygókra utalva – a mainál pontosabban becsülhető lesz a Földet fenyegető különböző energiájú becsapódások gyakorisága.

Azonban az SDSS legfontosabb adata az ötszínű fotometria, amelynek segítségével a felszín anyagi összetételét, és a felszínt formáló folyamatokat vizsgálhatjuk. Az SDSS jellegéből adódóan ez az ötszín-mérés igen pontos, ami ezeknek a vizsgálatoknak a létjogosultságát adja meg. A vizsgálatok lebonthatóak csaalá-



dokra, esetleg a családokon belül az összetétel alapján definiált alrendszerekre, miközben a nagy elemszám miatt még mindig megbízható konfidenciájú adatokat nyerhetünk. Ezekre a lehetőségekre mutattam két példát az értekezésben.

A nagy égboltfölmérések a jövőben egyetlen nagy adatbázisban szerepelhetnek (WWT, World-Wide Telescope), amely segítségével az égi objektumokról egyszerre lesznek analizálhatók a spektrum minden elért tartományából származó adatok, valamilyen időbeli felbontást pedig a különböző égboltfelmérések közt eltelt idő szolgáltat majd. Egy ilyen adatbázis létrejötte a csillagászat és a számítástechnika oktatását is segítené (Szalay & Gray, 2001). Ez az adatbázis a Naprendszer vizsgálata szempontjából is ígéretes, bár a Naprendszer objektumainak gyors mozgása miatt alig remélhető, hogy valamely objektumról minden, a WWT-ben szereplő műszer adatai szerepelnének. Ha a vállalkozás megvalósul, mégis remélhető, hogy számtalan kisbolygóról és rövidperiódusú üstökösről kaphatunk majd igen részletes adatokat, ami végül az itt bemutatott vizsgálatok munkamódszerét is gyökeresen meg fogja változtatni.

## 4. Üstökösök fotometriája és felületi fotometriája

### 4.1. Távoli aktív üstökösök belső kómájának tanulmányozása

Az üstökösök aktivitását leginkább olyan mérések alapján ismerjük, amelyek perihéliumközelen mutatják a fényesebb üstökösöket. Általában kevés olyan mérés született, amely nagy naptávolságban (pl. 5 csillagászati egységnél távolabb) járó üstökösöket mutatna be, így a Naptól távolabb járó üstökösök aktivitását, illetve annak jellegét nem ismerjük eléggé részletesen. Másrészt a napközelen járó üstökösök sűrű kómájában nem látszik a kisméretű mag járuléka, pedig a mag hosszú fotometriai megfigyelése alapján lehetne becslést adni annak méretére, és kimutatni a forgását (Jewitt, 1992).

Az üstökösök (6P/D'Arrest üstökös) fotometriájára vonatkozó első mérés Fay & Wisniewski (1978) nevéhez fűződik. A módszer ugyanaz, mint amit a kisbolygók fotometriájánál alkalmazunk<sup>19</sup>. További fotometriát közöl Jewitt & Meech (1985), Meech és mtsai., (1993, 1997), Licandro és mtsai (2000a, 2000b).

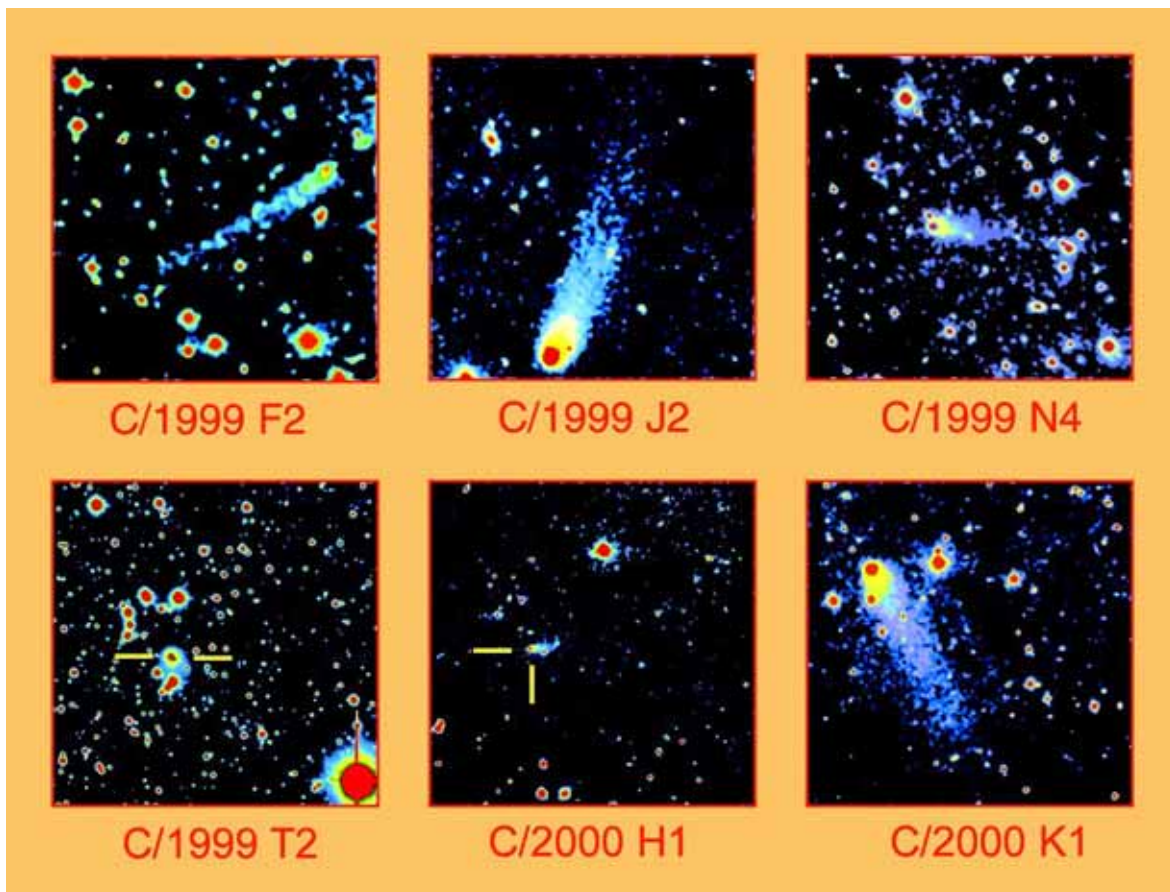
2000-ben a Calar Alto-i Német-Spanyol Obszervatóriumban<sup>20</sup> 5,5–7,2 csillagászati egység közt aktivitást mutató, távoli üstökösöket figyeltünk meg. Az abszolút fotometria lehetővé tette a magok átmérőjének becslését, a hosszabb megfigyelés alatt gyűjtött idősorok alapján pedig a belső kóma fényességváltozásait is meg tudtuk figyelni.

Az objektumválasztás szempontjait gyakorlati követelmények jelölték ki. Legalább 19 magnitúdós centrális fényességre volt ahhoz szükség, hogy a magvidék fotometriája értékelhető legyen; korábbi megfigyelők körlevelei alapján 5,5 csillagászati egységnél távolabb 4 ilyen üstökös volt megfigyelhető. Ehhez választottunk még két tartalék objektumot, 3 és 4 csillagászati egység között, ez a 6 üstökös képezte a részletesebb vizsgálat tárgyát. A megfigyelési program összeállításakor tekintettel kellett lenni arra is, hogy a legnyugodtabb éjszakákon végezzük az idősor-méréseket, hogy a légkör nyugtalanságából eredő korrekciók a lehető legkisebbek legyenek. Az obszervatóriumban néhány nappal a célzott megfigyelés előtt képet alkottunk az üstökösökről, és a megjelenés alapján választottunk három 5,5–7,2 csillagászati egység közt lévő üstököst a mag fényváltozásának tanulmányozása céljából.

A 2000. június 30-án és július 2-án, nem fotometriai égen készített képeken a vizsgált üstökösök mindegyike igen aktív volt, gyakran lehetett kiterjedt porcsóvát megfigyelni, ahogyan az a hosszúperiódusú üstökösök esetében előre várható volt (Meech, 1991). Az üstökösök csóvája gyakran nem az antiszoláris irányba

<sup>19</sup>v.ö. 11., 20. o.

<sup>20</sup>1,23 méteres távcső, SITE# 2b 2k×2k CCD-kamera, 0,49 ívmásodperc/pixel fölbontással, 16'×16' látómező, 10'×10' vignettálatlan



26. ábra. A 2000 nyarán megfigyelt 6 üstökös

mutatott, esetenként tompaszöget zárt be a két égi irány. Ennek magyarázata az, hogy a nagy naptávolság miatt a csóvára majdnem párhuzamosan látunk rá, és így annak térbeli eltérése az antiszoláris iránytól erős perspektivikus torzításban jelenik meg. Az objektumok megjelenését jellemezve a csóva azon részét vettem figyelembe, amely a háttér szórásánál  $2\sigma$  értékkel fényesebb volt.

A további vizsgálatok kiváló fotometriai minőségű égen, elfogadható légköri nyugodtságnál történtek (július 4., 6., 9.). A kiértékeléskor a standard fotometriai transzformációk mellett a légköri viszonyok változására is korrigálni kellett a méréseket<sup>21</sup>, a legnagyobb föllépő korrekciók 0,01 magnitúdó nagyságrendűek voltak, a korrekció belső pontossága 0,01 magnitúdó, a kóma aszimmetriái miatt becsülhető abszolút pontosság  $\pm 0,02$  magnitúdó.

### 1. C1999 F2 LINEAR.

Az üstökös kómája elnyúlt, a mag a centrumtól É felé a kóma peremén látható. 5,8 ívperces csóvája volt, ha ez a Nappal ellentétes helyzetű, valódi hossza 190 000 km. A csóva pozíciószege 230 fok, az antiszoláris irány 98

<sup>21</sup>v.ö. 28., 27. o.

10. táblázat. A megfigyelések összefoglalása. (R – naptávolság;  $\Delta$  – földtávolság; E – elongáció;  $\lambda$  – ekliptikai hosszúság  $\beta$  – ekliptikai szélesség;  $\alpha$  – szoláris fázis;  $\mu_R$  – mag<sup>1/2</sup> az R sávban); exp. – az expozíció másodpercben.

Date	RA	D	R(AU)	$\Delta$ (AU)	E	$\lambda$ (°)	$\beta$ (°)	$\alpha$ (°)	FWHM('')	$\mu_R$	exp(s)
<b>C/1999 F2</b>											
2000 június 30	17 05	+30 45	5.512	4.728	137.6	205.3	63.7	7.3	2.1	20.2	240
<b>C/1999 J2</b>											
2000 július 06	15 20	+32 29	7.135	6.836	104.2	326.2	48.1	8.0	1.5	19.8	240
2000 július 09	15 19	+32 03	7.136	6.868	101.9	326.1	47.7	8.0	2.1	19.5	240
<b>C/1999 N4</b>											
2000 július 04	16 23	+05 35	5.514	4.771	133.9	297.2	26.7	8.0	1.6	20.7	240
2000 július 06	16 21	+05 32	5.515	4.794	132.0	297.2	26.7	8.0	1.4	19.8	240
<b>C/1999 T2</b>											
2000 július 02	21 29	+60 25	3.351	3.318	90.5	249.6	53.3	17.7	1.9	20.2	90
<b>C/2000 H1</b>											
2000 június 30	15 27	+48 18	3.890	3.643	96.4	347.4	66.7	15.1	2.1	20.2	240
<b>C/2000 K1</b>											
2000 július 04	16 04	+13 05	6.429	5.798	125.4	304.4	33.2	7.5	1.6	20.7	180

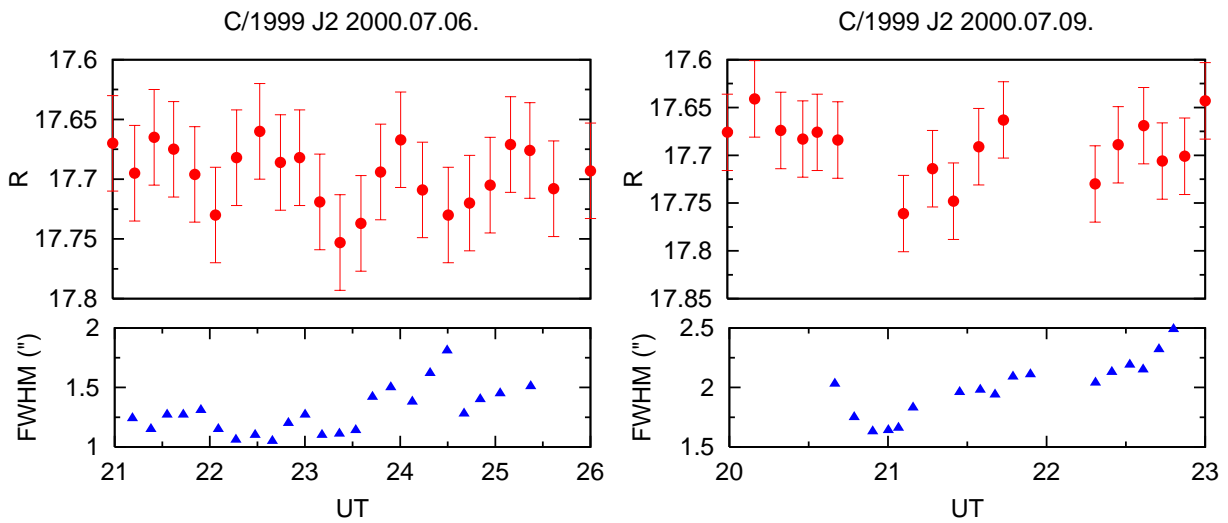
fok; meg kell említeni a csóva fátyolszerű megjelenését, amely mint pusztá látvány is élményt nyújtott. A belső 6 ívmásodpercben az üstökös fényessége 19,1 magnitúdó volt, így részletes vizsgálatra nem választhattuk; fényessége alapján  $Af\rho=0,45$  méter.

Ez volt a legtávolabbi megfigyelt üstökös; 5,2 ívperces csóvája 85 000 km valódi hosszak felel meg. A mag majdnem centrális helyzetű, a csóva pozíciószöge 18 fok és észak felé görbül, az antiszoláris irány 80 fok. Az eltérést okozó geometriai torzulásra utal a Fukushima és mtsai. (2000) két hónappal korábbi mérése is, amikor ellencsóvát figyeltek meg; a két mérés közt a Föld áthaladt az üstökös pályasíkján, így a csóvát már egészen más helyzetben láttuk. Nagy naptávolsága és aktivitása miatt részletes vizsgálatra választottuk.

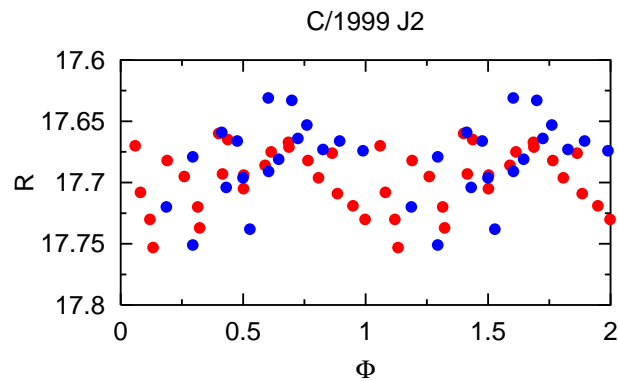
## 2. C/1999 J2 Skiff.

A belső kóma  $(V - R) = 0,25 \pm 0,05$  színe a szoláris  $(V - R)_{Nap} = 0,36$  érték-nél szignifikánsan kisebb, ami a kómában lévő jelentős  $C_2$  emisszióra utal. Ezt megerősíti, hogy a képeken egy halvány ioncsóva is látható. A kóma-korrigált fotometria alapján a mag  $R$  fényessége  $19,9 \pm 1,0$  magnitúdó, a kóma járuléka a középpontban  $87 \pm 6\%$ . 0,04 albedót feltételezve  $p_R C = 4 \pm 3$  km<sup>2</sup>, a mag átmérője  $10 \pm 8$  km. Ez meglehetősen nagy érték, bár összeegyeztethető a megfigyelt kiugró aktivitással ( $Af\rho = 75$  méter, 7,13 csillagászati egységre a Naptól!). A kóma logaritmikus profilja  $-1,6$ .

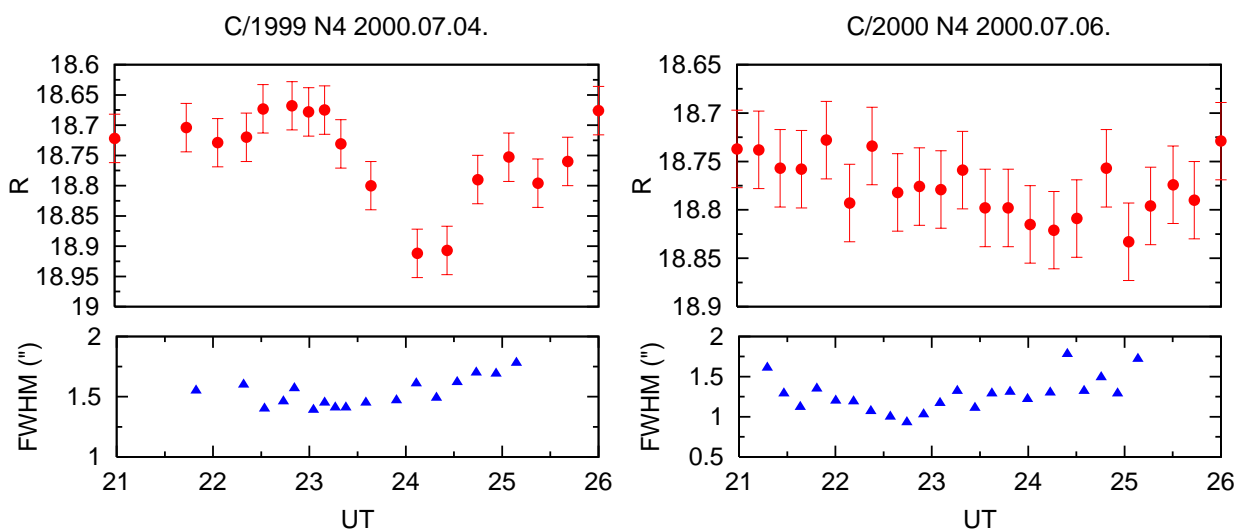
A magról készített idősorban 0,96 órás karakterisztikus periódusú fényvál-



27. ábra. A C/1999 J2 Skiff üstökös magjának fotometriái



28. ábra. A C/1999 J2 üstökös fázisdiagramja 1 órás periódussal. A kék és vörös pontok a két éjszaka adatsorát különítik el.



29. ábra. A C/1999 N4 LINEAR üstökös magjának fotometriái

tozást figyeltünk meg. Ezt magyarázhatjuk a mag forgásával, vagy egyéb úton. Ha a változás egy elnyúlt szilárd mag forgásából ered, úgy a rotációs periódus 2 óra; Davidsson (1999) számításai szerint 4 km átmérőnél kisebb test szétszakadás nélkül tud ilyen sebességgel forogni. Ez a magyarázat tehát nincs ellentmondásban a mag becsült méretével, azonban az üstökösök közt szokatlanul rövid periódust adna. Az alternatív magyarázat, hogy nem a mag forgását láttuk, hanem valamely időszakosan ismétlődő jelenséget, a kómában kavargó inhomogén anyag hatását, valamely aktív terület „pöfékelését” stb.

### 3. C/1999 N4 LINEAR.

Szabályos megjelenésű üstökös, teljesen centrális maggal, rövid, legyező alakú csóvája 3 ívperc, 32 000 km hosszú. A megfigyeléskor a csóva pozíciószöge 97 fok, az antiszoláris irány 111 fok. 15 magnitúdós fényessége alapján  $Af\rho = 20$  méter. Az üstökös érdekessége, hogy a retrográd irányban kering. Szabályos megjelenése és kiugró centruma miatt további vizsgálatra választottuk.

Július 4./5. éjszakáján 3 órás megfigyelésünk alatt egy 2 óráig tartó, 0,3 magnitúdó mély elhalványodást figyeltünk meg. A jelenség nem mutat korrelációt a légköri nyugodtsággal. A következő 4 órás mérés alkalmával (július 6.) egy bizonytalan, 0,08 magnitúdós változást figyeltünk meg. Ezeket a jelenségeket nem tudtuk egyértelműen forgáshoz kötni.

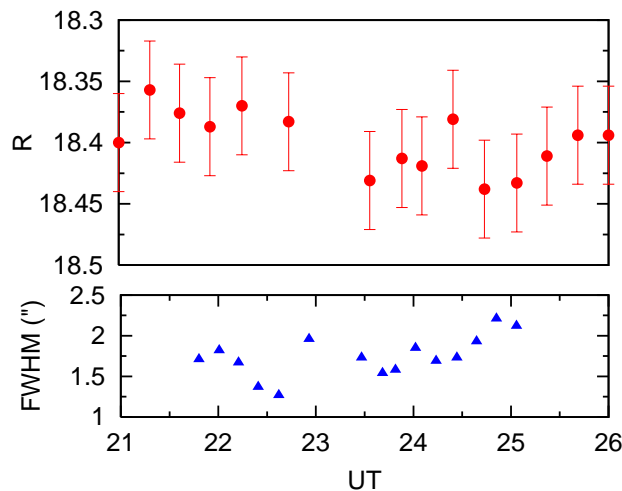
A megfigyelt  $V - R = 0,47 \pm 0,05$  színindex kissé vörösebb, mint a Nap színe, ennek alapján az üstökös kómájában kevés gáz lehetett jelen. A mag 20,6 magnitúdós modellezett fényessége (90% kóma-járulékkal a centrumban)  $p_{RC} = 0,4 \pm 0,3$  értéket, így  $3 \pm 2$  km átmérőt jelent. A logaritmikus profil meredeksége  $-1,7$ .

### 4. C/1999 T2 LINEAR.

Mintánkban a Naphoz legközelebbi üstökös fényes kómát és 0,8 ívperces, azaz 12 000 km-es rövid csóvát mutatott, amelynek pozíciószöge 150 fok, az antiszoláris irány 220 fok. Fényes, 15,9 magnitúdós volt,  $Af\rho = 2,2$  méter, de napközelsége miatt nem választottuk részletes vizsgálatra.

### 5. C/2000 H1 LINEAR.

A jelöltek közül a leghalványabb üstökös, 0,3 ívperces csóvája 50 000 km valódi hosszúnak felel meg. A csóva pozíciószöge 90 fok, az antiszoláris irány 76 fok. Fényessége mindössze 19,7 magnitúdó a belső 6 ívmásodpercben, azaz  $Af\rho = 0,1$  méter.



30. ábra. A C/2000 K1 LINEAR üstökös magjának fotometriája

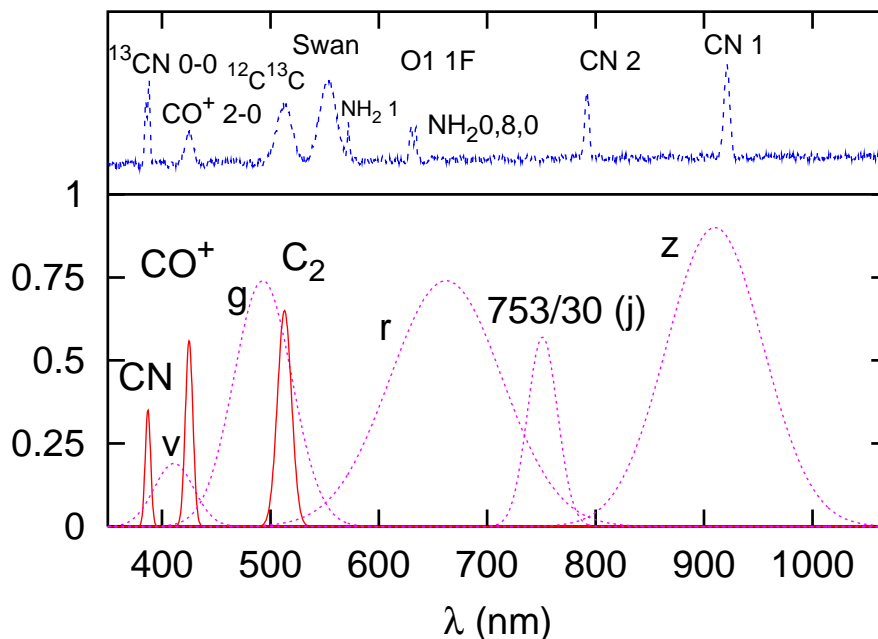
## 6. C/2000 K1 LINEAR.

Fényes kómát és centrumot figyeltünk meg, a mag centrális helyzetű. 5,9 ívperces csóvája 1 200 000 km valódi hosszának felel meg, a csóva pozíciószöge 150 fok, az antiszoláris irány 102 fok. Fényessége és nagy naptávolsága miatt részletesebb vizsgálatra választottuk.

Az egyetlen, három órás mérés alapján nem tudtuk a mérés hibáját meghaladó fényességváltozást kimutatni. A belső kóma színe  $V - R = 0,68 \pm 0,05$ , azaz vörös színű, poros kómára utalva. A mag fényessége  $19,5 \pm 1,0$  magnitúdó, a kóma centrális járuléka 84%. A számított  $p_R C = 5 \pm 3 \text{ km}^2$ , ez alapján a mag átmérője  $11 \pm 8 \text{ km}$ . A logaritmikus profil  $-1,55 \pm 0,1$  volt.

### 4.2. Öt üstökös belső kómájának részletes modellezése

Keskeny és közepes sáv szélességű megfigyelésekkel kvantitatív és morfológiai vizsgálatokat egyidejűleg végeztem öt üstökösön. A méréseket 2001 nyarán a Calar Alto-i Német-Spanyol Obszervatórium 1,2 méteres távcsövével végeztük. A célpontok és a használt szűrőrendszer megválasztásakor a fő szempont tehát az volt, hogy a szűrősorozattal jól külön lehessen választani a kontinuumot és az emissziós jelenségeket, ugyanakkor jó jel/zaj viszonyal lehessen felületi fényességet mérni. Az első kíváncsiomban részben teljesíthető megfelelő interferenciaszűrők válogatásával, azonban a kontinuum csak akkor leválasztható, ha a kontinuumot is elég keskeny szűrővel figyeljük meg, hogy elkerüljük az elég sűrűn elhelyezkedő, jelentősebb emissziós jelenségeket is. Ez a kíváncsiomb viszont a jó jel/zaj ellen dolgozik, aminek következtében fényes üstökösöket kell a programba választani.



31. ábra. A Gunn- és az interferencia-szűrők karakterisztikái egy átlagos, aktív üstökös emissziós sávjaihoz hasonlítva

A fölvázolt céloknak a Gunn fotometriai rendszer  $v$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $z$  szűrője felel meg (Thuan & Gunn, 1976), az  $i$  szűrő azonban átengedi az erős CN (2-0) sávot, ezért a kb. 750 nm-es tartomány vizsgálatára egy 753nm/30nm karakterisztikájú interferenciaszűrőt választottam. Az ehhez választott interferencia-szűrők 387/5 CN (0-0), 425/7 CO<sup>+</sup> (2-0), 513/13 <sup>12</sup>C<sup>13</sup>C szűrők voltak, amelyekkel a fontos CN/C<sub>2</sub> arányt és a távoli üstökösök CO<sup>+</sup> jelenségeit lehet megfigyelni. A Gunn  $z$  szűrőbe beleesik a CN (1-0) sávja, a Gunn  $g$  szűrő 70%-os átfedésben van a C<sub>2</sub> szűrővel, erre a kiértékelés során tekintettel kell lenni. A Gunn  $r$  szűrő karakterisztikájába szintén beleesik az NH<sub>2</sub> (0,8,0) sáv, ám ez a legtöbb üstökös esetében nem túl erős, és a járuléka nem befolyásolja szignifikánsan a kontinuumot.

A használt szűrőket a 11. táblázat és a 31. ábra foglalja össze.

11. táblázat. Szűrőkarakterisztikák (nm/nm), a szűrő átmérője (D) mm-ben

Szűrő	Sáv	Áteresztés	D(mm)	Kód
Comet CN	387,1/5,0	35%	42	CN
Gunn v	411,1/37,4	19%	50	v
Comet CO <sup>+</sup>	425,4/6,9	56%	32	CO <sup>+</sup>
Gunn g	492,5/54,0	74%	50	g
Comet C <sub>2</sub>	512,5/12,5	65%	42	C <sub>2</sub>
Gunn r	662,6/104,5	77%	50	r
753/30	751,5/28,2	57%	50	j
Gunn z	910,0/90,0	90%	50	z

Az objektumválasztáskor a szempont az elegendően nagy fényesség volt. A távcsőidőnk alatt öt 15 magnitúdónál fényesebb üstökös volt az égen (19P/Borrelly,



12. táblázat. Az üstökösök adatai az észlelés közepére vonatkoztatva.  $\Delta$  geocentrikus távolság,  $R$  heliocentrikus távolság,  $\epsilon$  elongáció,  $\alpha$  szoláris fázis,  $\Sigma$  a szoláris irány pozíciószege,  $\mu_r$  az ég felületi fényessége Gunn  $r$  szűrővel, PSF nyugodtság ( $''$ ),  $X$  levegőtveg. Az egyes észleléseket (adott üstökös adott napon) a továbbiakban a Kód jelzi.

Név	MJD	$\Delta$ (AU)	$R$ (AU)	$\epsilon$	$\alpha$	$\Sigma$	$\mu_r$	PSF	$X$	(km $''$ )	Kód
19P/Borrelly	52137.66	1.685	1.400	56.8	36.4	87.6	20.3	2.2	2.9–1.9	1225	19P
29P/SW1	52135.35	5.121	5.919	138.6	6.5	294.8	20.4	1.4	2.4–2.6	3724	29P
C/2000 SV74	52135.53	4.036	4.244	93.3	13.8	102.0	20.7	1.0	1.6–1.4	2934	SV74
C/2000 WM1	52137.55	2.891	2.789	74.1	20.4	115.4	20.9	1.1	2.0–1.7	2102	WM1
C/2001 A2	52134.51	0.714	1.628	140.4	23.4	357.7	20	1.0	1.1	519	A2a
C/2001 A2	52136.50	0.747	1.655	139.8	23.2	357.6	20	1.1	1.4	543	A2b
C/2001 A2	52137.52	0.764	1.669	139.5	23.2	357.6	20.9	1.1	1.1	555	A2d

29P/SW1, C/2000 SV74 LINEAR, C/2001 A2 LINEAR), ezek mind programba kerültek (12. táblázat). A Gunn-rendszer atmoszférikus korrekcióit a Gunn-színek zéruspontját definiáló BD+17°4708 csillag folyamatos megfigyelésével kalibráltuk (Thuan & Gunn, 1976). A Gunn-rendszer transzformációit az M34 nyílthalmaz éjszakánkénti megfigyelésével állapítottuk meg (Kent, 1985). A fluxuskalibráláshoz Alekseeva és mtsai. (1996) spektrofotometriai standardjait használtuk (HD 187811, HD183439A). A tipikus fotometriai hibák: kb.  $\pm 0,015$  magnitúdó a zéruspont-kalibrációban és  $\pm 0,015$  magnitúdó az extinkciós korrekcióban; így adataink hibája  $\pm 0,022$ - $0,033$  magnitúdó, az objektumok fényességének és a szűrőnek a függvényében.

Mezőcsillagok megfigyelésével illetve az interferenciaszűrők sztelláris zérusponti magnitúdói és azok színfüggései (21 – 22) a következők voltak:

$$m_{instr.}^{CN,*} = v + 0,43(v - g) + \kappa_{CN},$$

$$m_{instr.}^{CO+,*} = v - 0,15(v - g) + \kappa_{CN},$$

$$m_{instr.}^{C_2,*} = v - 0,09(v - g) + \kappa_{C_2}.$$

ahol  $\kappa$  enyhén változik a légköri állapotok függvényében, általában 2,2 magnitúdó a CN és CO+ szűrők esetében, 1,5 magnitúdó a C<sub>2</sub> szűrő esetében. Az interferenciaszűrőkkel mért, ehhez képest meghatározott sugárzástöbbletet az emissziós jelenségnek tulajdonítjuk,  $F_{XX,em} = F_{XX,megfigyelt} - F_{XX,*}$ . A kómában izotrop sugárzást feltételezve  $L_{tot} = F_{megfigyelt} \cdot 4\pi D^2$ , ahol  $D$  az üstökös földtávolsága.

A portermelést az  $Af\rho$  (25) értékével jellemeztem. Ehhez a Nap Gunn színindexeire is szükségünk volt, amelyet egy alkalmas, szürke spektrumú kisbolygó

13. táblázat. Az egyes képek leírása. Az Exp. integrált expozíciós idő „képek száma”  $\times$  „egy expozíció hossza” fomrátumban. Megjegyzések: (1): nem detektáltuk, vagy legalább nem emelkedett ki jelentősen a háttérből (legalább  $\sigma/4$  értékkel). (2): A harmadik sorozat felhősödő időben készült.

Kód	Szűrő	Exp.(s)	Megjegyzés
<b>19P</b>	v,g,j	3 $\times$ 60	
	r,z,CO+,C2,CN	6 $\times$ 60	
<b>29P</b>	v,g,r,j,z,CN,CO+,C2	3 $\times$ 240	
<b>SV74</b>	v,g,r,j,z,C2	3 $\times$ 120	
	CO+,CN	1 $\times$ 120	(1)
<b>WM1</b>	v,g,r,j,z,C2	3 $\times$ 90	
	CN,CO+	1 $\times$ 90	(1)
<b>A2a</b>	g,r,C2,CO+,CN	3 $\times$ 60	
<b>A2b</b>	r,v,g,j,z,CN,CO+,C2	2 $\times$ 90	(2)
<b>A2d</b>	v,g,r,j,z,CN,C2	3 $\times$ 105	
	CO+	1 $\times$ 120	(1)

(2 Pallas) színeiből kiindulva állapítottam meg. A Pallas G93-ban közölt spektrumát a szűrők karakterisztikájával összevetve megállapítottam a különböző színindexek spektrumból származó szín-torzulásait, és ezekkel a (kis) korrekciókkal korrigálva a mért értékeket,  $(v - g)_{Nap} = 0,254$ ,  $(g - r)_{Nap} = 0,126$ ,  $(r - j)_{Nap} = 0,006$ ,  $(j - z)_{Nap} = -0,009$ , az értékek bizonytalansága  $\pm 0,02$  magnitúdó.

A morfológiai vizsgálatokhoz a kómára vetülő csillagokat el kellett távolítani. Ezt az IRAF DAOPHOT csomaggal végeztem. A mezőcsillagokra PSF-fotometriát végeztem, amelynek kimeneti képeiről a program már levonja az illesztett csillagok modellezett profiljait. A kimeneti képeket mediánnal kombináltam, majd a medián fluxusra gyakorolt kismértékű torzítását visszaállítottam. Ezeken a képeken már nem látszanak csillagok, a kóma morfológiája viszont sértetlen: hiszen az üstökös mozgása miatt a mezőcsillagok mozogni látszanak az üstököshöz képest, ezért a korrigálandó részek mindig a kóma más helyére esnek.

A vizsgálatokat a szokványos eljárásokkal (pl. Ravindranath és mtsai. (2001) galaxismorfológiai ábrázolásával) végeztem. Az üstökös profilját a magján átmenő két irányban mintavételeztem, egyrészt a Nap-üstökös irányú keresztmetszetben (radiális metszet), másrészt erre merőleges irányban (tangenciális metszet). Az azimutálisan renormált képeket (32) alapján számítottam, az integrálközelítés lépésköze  $\Delta f = 5^\circ$  volt. Ez az eljárás a kóma ellipticitását, anyagáramlásait, föltekeredett sugarait emeli ki, ezek kvantitatív jellemzésére a lokális intenzitásarányt vezettem be (lc), amely a renormált kép (pozitív és negatív) csúcsintenzitásainak aránya az eredeti kóma ugyanazon pontjához viszonyítva.

Az egyedi üstökösökkel kapcsolatos megjegyzések a következők:

14. táblázat. Fényességek, színindexek és termelési ráták.  $L$  fluxus ( $10^{15} \text{ erg s}^{-1}$ ),  $\rho$  ( $10^7 \text{ cm}$ ),  $Af\rho$  ( $\text{cm}$ ).

Kód	$r$	$v - g$	$g - r$	$r - j$	$j - z$	$L_{CN}$	$L_{C_2}$
19P	12.27	-0.07	0.26	-0.04	0.19	2150	531
29P	12.68	0.33	-0.07	0.32	0.01	<234	<593
SV74	15.29	0.22	0.58	0.22	0.02	<23	132
WM1	15.19	0.13	0.28	0.33	-0.15	<70	63
A2a	13.52	-	-0.06	-	-	126	57
A2c	13.46	-0.10	-0.11	0.11	0.15	830	274
Kód	$L_{CO+}$	$\rho$	profil	$\log Af\rho$	[C2]-[CN] <sup>a</sup>	[Afρ]-[C2]	[Afρ]-[CN]
19P	<52	60.5	-0.97	2.98	-0.38	-22.32	-22.70
29P	<329	148.0	-1.60	4.22	-	> -21.10	> -20.50
SV74	209	146.0	-1.21	3.17	>0.6	-21.12	> -20.52
WM1	396	105.0	-1.42	2.72	>0.2	-21.99	> -21.80
A2a	<4	22.5	-1.04	2.21	-0.12	-22.07	-22.19
A2c	<4	27	-1.07	2.28	-0.26	-22.74	-23.00

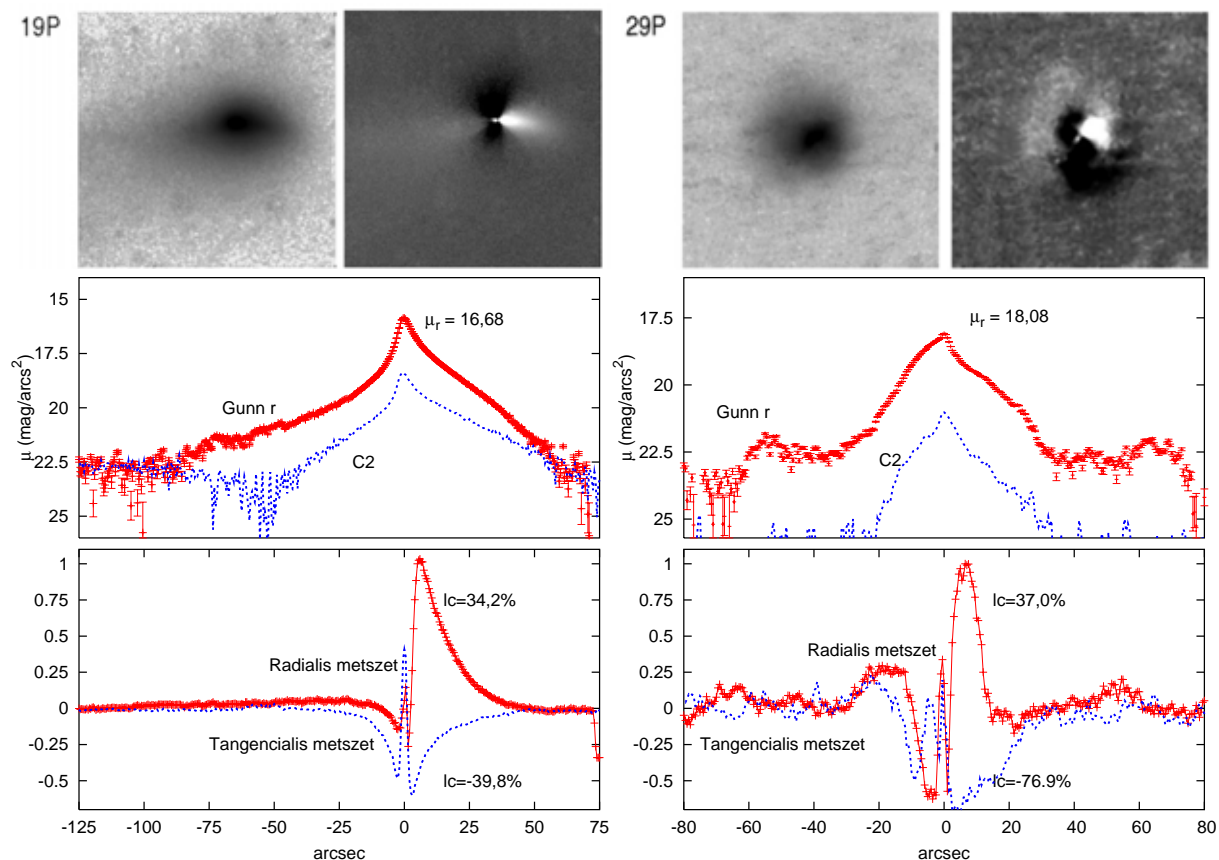
<sup>a</sup>  $\log(Q(C_2)/Q(CN))$ ,  $\log(Af\rho/Q(C_2))$ ,  $\log(Af\rho/Q(CN))$ , a termelési ráták  $\text{mol sec}^{-1}$  egységben, az  $Af\rho$  cm-ben.

## 19P/Borrelly

Az üstökös a Jupiter-családba tartozik, keringési ideje mintegy 7 év. Az üstökösök Borrelly-típusának (alacsony  $C_2/CN$  arány) prototípusa (Fink és mtsai., 1999); anyagtermelési rátáit A95 közli. Az 1998-as láthatóság alapján Lamy és mtsai., 4,4x1,8 km-es magátmérőt számítottak, az aktív területek arányát 8%-ra tették. Megfigyeléseink 2 hónappal a Deep Space-1 megközelítés előtt készültek, kedvezőtlen hajnali elongációja miatt relatíve nagy légtömegnél és 2'' nyugodtságnál, de a legjobb átlátszóságú éjszakán.

A kóma profilja Haser-modellhez közelállónak tűnik ( $dAf\rho d\rho \approx 0$ ), a kóma szerkezete mégis komplex. A mag a kóma súlypontjától messze, a Nappal ellentétes irányban helyezkedett el. A belső 30'' tartományban (37 000 (43 000) km)<sup>22</sup> ha a szoláris rádiusszal párhuzamos) a por villás szerkezetben áramlott kifelé az antiszoláris irányba. A gázkomponensek a szoláris irányba áramlottak, a villás szerkezetben alig volt gáz. A kóma felületi fényessége az antiszoláris irányba csökkent gyorsabban (2 magnitúdó a mag 7,5'' = 9250 km-es körzetében), míg az ellenkező irányban ugyanez a fényességcsökkenés 11'' = 13600 km hosszön következett be. A külső kóma már tipikus, 5 magnitúdó fényességcsökkenés az antiszoláris irányba 53'' = 63 000 km, a szoláris irányba 37'' = 46 000 km hosszön következett be.

<sup>22</sup>A zárójelen kívüli érték a vetület hossza, a zárójelen belül becslés a valódi hosszra, ha a leírt jelenség párhuzamos az üstökös-Nap iránnyal



32. ábra. A 19P és 29P üstökösök vizsgálata. A felső paneleken balra az eredeti, jobbra a renormált Gunn  $r$  kép elforgatva, a szoláris irány mindig jobbra van. A középső panel a radiális és tangenciális metszeteket mutatja por (Gunn  $r$ ) és C<sub>2</sub> komponensekre. Az alsó panelen a por eloszlása (Gunn  $r$ ) a renormált képen, radiális és tangenciális metszetben, relatív skálán, a komponens mértékére az  $lc$  értékei utalnak.

A renormált képeken a belső kóma anyagának szoláris irányú sűrűsödése figyelhető meg; ez permanens képződmény lehet, korábbi megfigyelők (pl. Lamy és mtsai., 1998) is beszámolnak róla. Az anyagsugár súlya elég jelentős,  $l_c = 37,4\%$ , a teljes fluxus 16%-át tartalmazza,  $45'' = 56\ 000$  (65 000) km hosszan követhető. A Gunn  $r$  és a  $C_2$  profilok egybevetéséből látható, hogy az anyagsugár gázban folyamatosan földúsul, ahogy a Nap hatása visszafújja a porrészecskéket. A csóva hosszú és a kép peremén is jól látszik, a magtól  $125'' = 181\ 000$  (212 000) km távolságban fényessége 24 magnitúdó/négyzetív másodperc fölött van (32. ábra).

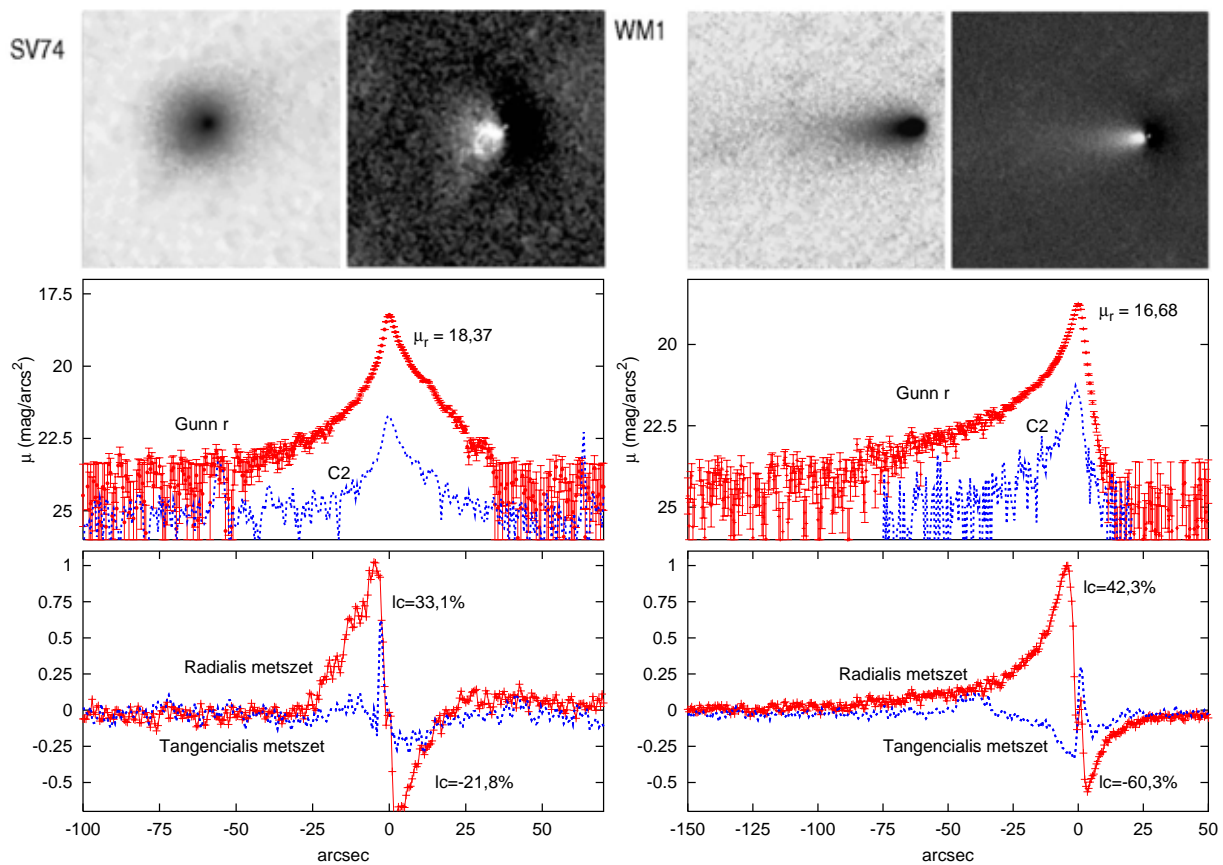
### **29P/Schwassmann-Wachmann 1**

Az üstökös megjósolhatatlan kitöréseiről híres, és több szempontból az átmeneti égitestek közé sorolhatjuk (Enzian és mtsai., 1997, Stansberry és mtsai., 2004). A mag az egyik legnagyobb az ismert üstökösök közül, közül az albedóját 15%-ra, kiugróan magasra becsüli Jewitt (1990), 2,5%-ra becsülik Stansberry és mtsai (2004). Ugyanők 27 km-es magot mutattak ki infravörös mérések alapján, az üstökös anyagvesztését max. kb. 50 kg/s-ra becsülik. A kitöréskor megfigyelhető csavart anyagsugarak forgási effektusnak tűnnek. Számos megfigyelő próbálta a tengelyforgás idejét meghatározni, a kapott értékek 14 és 32 óra között változnak (Meech, 1993).

Méréseink 3 hónappal a 2001-es tavaszi kitörés után készültek, az adatfeldolgozás során a nehézséget a sűrű csillagmező eltávolítása okozta (3500 21 magnitúdónál fényesebb csillag a belső  $10' \times 10'$ -es mezőben). A kitörés után három hónappal is igen aktív volt az üstökös, csúcsfényessége közelében járt (12,68 magnitúdó Gunn  $r$ -ben). A kóma megjelenése a nagy föltávolság miatt volt kompakt, 2 magnitúdó fényességcsökkenést a belső  $16'' = 119\ 000$  km-en, 5 magnitúdó csökkenést a belső  $35'' = 260\ 000$  km-en mutatott. A renormált képeken az ismert csavart anyagáram porban gazdag és szegényebb, párhuzamosan tekeredő alakzatként jelenik meg,  $l_c$  értékei 37% és  $-77\%$ , a csavarodást a mag forgása okozza. Egy második, gyűrű alakú alakzat is megfigyelhető volt, amely a renormált képen nem látható, tehát hengersizimetriát mutat. Az anyagsugár a magtól  $21''$ -ig követhető, az említett gyűrű a magtól 1 ívpercre látszik (vetületben félmillió km), felületi fényessége 22 magnitúdó/négyzetív másodperc. A gázkomponensek jelenléte a mérések és a hibák alapján nem szignifikáns.

### **C/2000 SV74 LINEAR**

Az üstököst 9 hónappal a perihéliumátmenete előtt észleltük, 4,24 csillagászati egység naptávolban. A kóma 5 magnitúdós fényességcsökkenése  $39'' = 114\ 000$  km és  $32'' = 94\ 000$  km magtávolságban volt megfigyelhető (szoláris és antiszoláris oldal). 24 magnitúdó/négyzetív másodpercnél fényesebb csóva nem volt észlelhető.

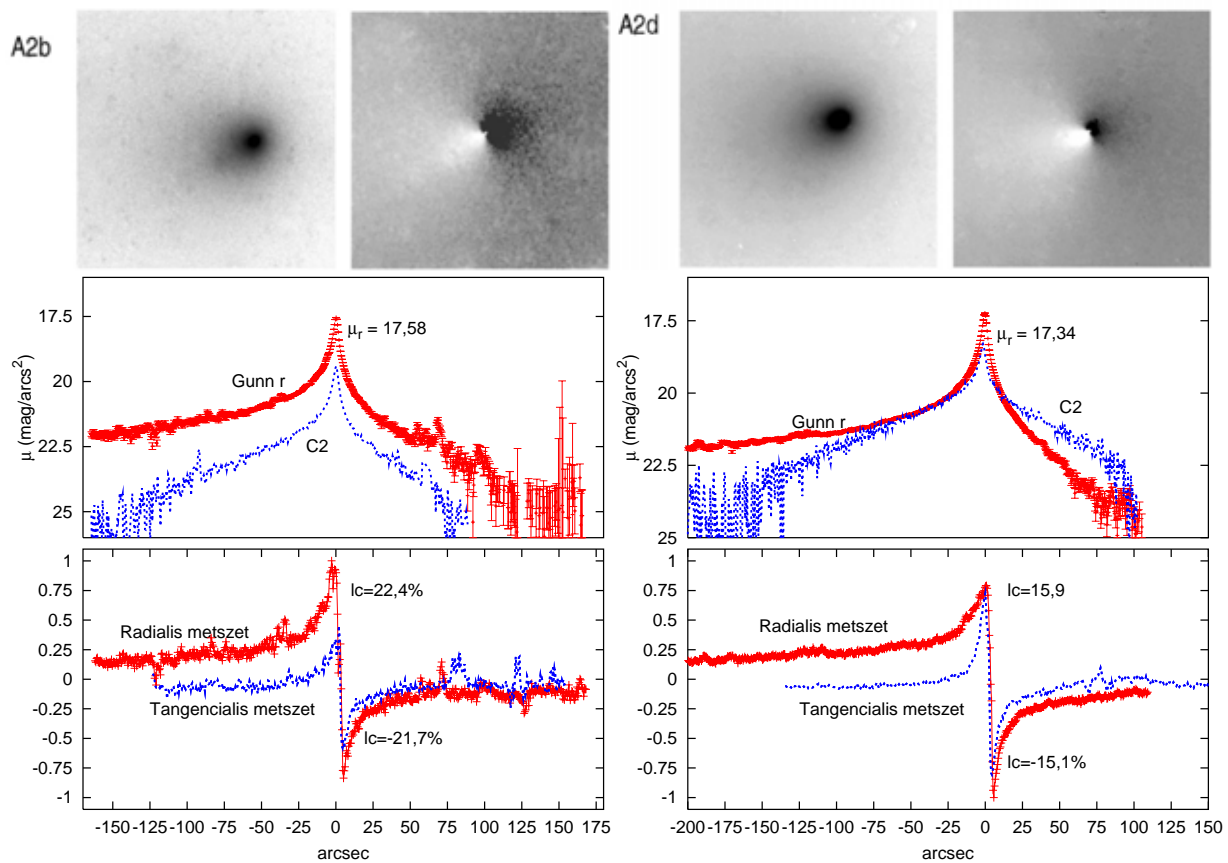


33. ábra. Ugyanaz mint 32. ábra, a C/2000 SV74 és C/2000 WM1 üstökösökre

Az  $lc$  értékeit 33% és  $-22\%$ -nak mértük, hengersizimetriától közepes mértékben eltérőnek. A kóma egyszerű szerkezete izotropnak tekinthető felszíni aktivitás és a Nap kölcsönhatásának eredménye. A kóma profilja  $dAf\rho/d\ln\rho = -0,21$ , kissé kevésbé kompakt, mint a többi hasonló naptávolságban járó üstökösénél (Szabó és mtsai., 2001), amit a relatíve erős, porban gazdag aktivitással magyarázhatunk, összhangban az  $Af\rho$  nagy értékével (18,92 m) és a vörös színindexekkel.  $C_2$  és  $CO^+$  vonalakon enyhe emisszió is jelen volt.

### C/2000 WM1 LINEAR

Az üstökösöt perihélium átmenete előtt 5 hónappal figyeltük meg, kompakt,  $20'' = 42000$  km méretű kóma volt megfigyelhető. Csóvája  $90''$  hosszán volt  $24, 120''$  hosszán  $25$  magnitúdó/négyzetív másodpercnél fényesebb; a kóma torzult, az  $lc$  értékei  $42\%$  és  $-60\%$ , a profil  $dAf\rho/d\ln\rho = 0,42$ , a naptávolsági üstökösök szokványos kompaktságával. A csóva pontosan az antiszoláris irányba mutatott, bizonyítva, hogy a Nap hatása az üstökös megjelenését legerősebben befolyásoló tényező. A por sűrűsége  $Af\rho = 2,75$  méter volt,  $C_2$  kisebb aktivitása mellett nagyobb  $CO^+$  aktivitást mértünk, a távoli üstökösök  $CO$ -dominálta aktivitásával összhangban.



34. ábra. Ugyanaz mint 32. ábra, a C/2001 A2 augusztus 13-án és 16-án végzett megfigyeléseire

### C/2001 A2 LINEAR

A szokatlan viselkedésű üstökös 2001 márciusának végén 4 nap alatt 4 magnitúdót fényesedett (Mattiazo és mtsai., 2001), április végén a magjáról levált darabot észleltek (Hergenrotter és mtsai., 2001, Schuetz és mtsai., 2001). Woodney és mtsai (2001) CN-anyagsugárról számolnak be. Július végén az üstökös két hét alatt három magnitúdót halványodott, megfigyelésünk idejére a fényessége 11 magnitúdó alá esett.

Három megfigyelést végeztünk róla: A2a (2001. aug. 13., 0:14 UT), A2b (2001. aug. 15., 0:00 UT), A2c (2001. aug. 16., 0:28 UT). A2a nyugodt üstököst mutatott, közepesen aszimmetrikus anyageloszlással ( $lc$  22% és  $-21\%$ ), A2b idejére a gázkomponens aktivitása kissé növekedett. A2c megfigyeléskor az üstökös gázban földúsult, a gázok arányaiban megváltozott, csak enyhén deformálódott ( $lc$  16% és  $-15\%$ ); A2a-hoz képest a por komponens 17%-kal, növekedett, míg a CN luminozitása 6,6-szorosára, a  $C_2$  luminozitása 4,8-szorosára változott; CO+ komponens jelenléte nem volt szignifikáns. A2c idején  $Af\rho = 1,9$  m volt; a Gunn  $r$ -ben mért por profil alig változott a két kitörés között. Gunn  $r$ -ben 2 magnitúdó fényességcsökkenés a belső  $7'' = 3828$  km-en, az 5 magnitúdós csökkenés a belső

70'' = 38280 km-en következett be. Az antiszoláris oldalon V alakú, az egész látómezőben 22 magnitúdó/négyzetív másodpercnél fényesebb porcsóva figyelhető meg. Az általános megjelenés hasonlít a Borrelly üstökösre, azzal a különbséggel, hogy a szoláris oldali sűrűsödés hiányzik, továbbá a csóva nyaka egész a magig követhető. A fényesség változása és az aszimmetrikus részek súlyának csökkenése jól magyarázható úgy, ha feltételezzük, hogy a megfigyelt időszakban az üstökös gáz, elsősorban  $C_2$  komponensek által dominált, gömbszimmetrikus kitörésen esett át.

#### 4.2.1. Összehasonlítás

A 2001. augusztusi újhold előtti időszakában megfigyelhető 5 legfényesebb üstökösből a legnagyobb  $Af\rho$  értéket az épp kitörésben lévő 29P SW1 esetében mértük. A többi üstökös is jelentős aktivitást mutatott, különösen a C/2000 SV74.

A belső kómában jellemzőbbnek találtam a szoláris irányú anyagáramlás jelenlétét az antiszoláris oldal szemben; ennek természetes oka az üstökös napoldali oldalának fölmelegedése lehet. Az  $Af\rho$  és a termelési ráták változásának összehasonlításával kimutattam a C/2001 A2 üstökös kémiai összetételének változását a megfigyelések alatt, ezt egy kisebb kitörés lezajlásának tulajdonítottam. A 19P és a C/2001 A2 esetében megfigyelhető, hogy a kóma szoláris oldala gázban jeletősen földúsult, mivel a por komponenseket a Nap hatása rövidebb út megtétele után visszafordítja a porcsóvába.

A megfigyelt aszimmetriák jellemzésére összehasonlítottam az  $l_c$  értékeit (15. táblázat). A csúcsok térbeli elhelyezkedését kiegészítő betűjelekkel jellemeztem, az  $a$  és  $s$  betűk arra utalnak, hogy a csúcs a szoláris vagy az antiszoláris oldalon figyelhető-e meg. A legnagyobb negatív eltérések (a renormált képek minimumai) tangenciális,  $t$  jellegűek, ha a tangenciális metszethez esnek közelebb, radiális jellegűek egyébként. A radiális jellegű minimumok kivétel nélkül a szoláris oldalon jelentek meg, ami a por gyors kiürítésének eredménye. A minimumpontok távolsága a magtól szignifikáns korrelációt mutat a nap- és földtávolsággal. Hasonló, kissé gyengébb korreláció figyelhető meg a maximumok magtól való távolsága esetében is. Összességében a renormált képek szélsőértékei az egyre távolabbi üstökösök esetében egyre távolabb kerülnek, és egyre nagyobb járulékot jelentenek. A C/2000 SV74 átlagostól eltérő, jelentősen kisebb járulékait talán a nagyobb aktivitás okozta.

A megfigyelt üstökösök esetében a színindexek és az  $Af\rho$  között találtunk korrelációkat; a regressziós koeficiens négyzete alapján az  $r^2 > 0,66$  korrelációkat tüntettem föl.



$$(v - g) = -0.51(20) + 0.214(7) \cdot \log Af\rho[cm]$$

$$r = 0,87$$

$$(r - j) = 0.12(5) + 0.7(3) \cdot (v - g)$$

$$r = 0,81$$

$$(j - z) = 0.19(4) - 0.8(2) \cdot (r - j)$$

$$r = -0,88$$

A  $v - g$  és az  $Af\rho$  közti korreláció a por fényszórásával magyarázható. A 29P SW1 esetében az általunk talált színek kevésbé vörös színre utalnak, mint a korábbi tanulmányok színindexei ( $B - V = 0.8$ , Hartmann és mtsai., 1982,  $V - R = 0.502$  és  $R - I = 0.492$ , Meech és mtsai., 1993). Kent(1985) és Jørgensen (1996) alapján ezeket Gunn-színindexekbe válthatjuk;  $v - g = 0,487$ ,  $g - r = 0,028$ ; ezek az értékek hibahatáron túl különböznek az általunk mért színektől ( $v - g = 0,33$ ,  $g - r = -0,07$ ). Meech és mtsai (1993) az általuk mért vörös színindexeket a nagy naptávolsággal magyarázta; az  $Af\rho$  és a  $v - g$  szín korrelációja alapján azonban a por mennyiségével és minőségével lehetne kapcsolatba hozni.

A termelési ráták összehasonlítása céljából összevetettük adatainkat A'Hearn és mtsai (1995) 85 üstökös tartalmazó adataival. A 19P Borrelly esetében teljesen egyező termelési rátákat kaptunk; a kóma megfigyelt szerkezete pedig igen hasonló Lamy és mtsai (1998) HST-vel készített megfigyeléseihez. A kóma profiljára szintén hasonlóan sima,  $-1$  körüli értéket kaptunk; ám a Schleicher (2001) által meghatározott  $-1,9$  paramétertől messze áll.

A C/2000 WM1 és C/2000 SV74 üstökösök megjelenése hasonló volt, bár perihéliumuk igen különböző (3,54 és 0,56 csillagászati egység). A C/2000 SV74 üstökös  $C_2/CN$  termelési rátája igen magas volt, A'Hearn és mtsai (1995) munkájában csak 4 üstökös (P/Russel 4, C/Shoemaker 1984 XII, C/Shoemaker 1984 XV) mutatott ennél nagyobb arányt.

A C/2001 A2 üstökös kémiai összetétele kitörései alkalmával jelentősen megváltozott. Az  $[Af\rho] - [C_2]$  értéke A'Hearn és mtsai idézett munkájával összevetve ( $[Af\rho] - [C_2] = -23,1 \pm 0,9$ ) igen nagy a C/2001 A2 „normális” aktivitású állapotában, és szintén magas, de nem extrém mértékben a „kitörések” alatt. Az üstökös nyár eleji darabolódását követő gyors halványodásra utalva ezt azzal lehet magyarázni, hogy nem szokványos anyagi összetételű üstökösöt láttunk. Esetleg a megfigyelések úgy is interpretálhatóak, hogy a C/2001 A2 a nagyobb aktivitású időszakban mutatta a szokványos aktivitást, amelyet néha, pl. az A2a megfigyelés alatt anomálishan csökkent aktivitás váltott föl.

A 19P és a C/2001 A2 üstökösök színindexei hasonlóan kicsik, a CN-termelés hasonlóan erőteljes. Ezen kritériumok alapján a 19P szokványos Borrelly-típusú

15. táblázat. A renormált képek maximum- és minimumértékei, típusaik ( $s$  szoláris,  $a$  antiszoláris,  $r$  radiális és  $t$  tangenciális) megjelölésével. A magtól való távolság  $10^3$  km-ben.

Ref.	R(AU)	$\Delta$ (AU)	$D_{max}$	$lc_{max}$	$D_{min}$	$lc_{min}$
19P	1.400	1.685	5.5	$0.342_s$	3.7	$-0.398_t$
29P	5.919	5.121	26.1	$0.370_s$	18.6	$-0.769_t$
SV74	4.244	4.036	11.7	$0.331_a$	5.9	$-0.218_{rs}$
WM1	2.798	2.891	10.5	$0.423_a$	7.3	$-0.603_{rs}$
A2a	1.628	0.714	2.3	$0.224_a$	1.3	$-0.217_{rs}$
A2c	1.669	0.764	2.2	$0.159_a$	1.4	$-0.151_{rs}$

aktivitást mutatott, és a C/2001 A2 üstökös is a Borrelly-típusú üstökösök közé sorolhatjuk (Fink és mtsai, 1999).

### 4.3. Következtetések (üstökösök fotometriája)

Üstökös morfológiai vizsgálataim elsősorban a nagy naptávolságban is aktív üstökösök megfigyelését célozta. A 11 részletesen tanulmányozott üstökösből 5 üstökös 5,5 csillagászati egységnél nagyobb, 8 pedig 2,7 csillagászati egységnél nagyobb naptávolságban tartózkodott. Az észlelések alkalmával általában erős aktivitást találtunk, ám ez elsősorban kiválasztási effektus, hiszen mindig az adott időszak legfényesebb üstökösait figyeltük meg.

Előzetes várakozásaink szerint a nagyobb naptávolságú üstökösök ritkább kómájában jobb jel/zaj viszonytal figyelhettük volna meg a mag fényességét, így jobb becslést adhattunk az átmérőjére, és pontosabban mérhettük meg a fényváltozását, mint egy napközeli üstökös esetében. Az üstökös magok forgását célzó fölmérés azonban nem járt a várt eredménnyel, aminek az oka elsősorban az üstökös magok hosszú forgási periódusa, és a korlátozott távcsőidőből adódóan a forgás töredékes lefedése volt. Az üstökös magok átmérőjére kapott értékek is inkább nagyságrendi jelentőségűek, a meglehetősen nagy végső hiba miatt. Figyelembe véve, hogy egy-egy üstökös magja egyre jobb minőségű fotometria alkalmával egyre kisebbnek tűnik, az átmérőre kapott értékeink valószínűleg inkább fölülről becsülik a valódi értéket. Az üstökös magok ilyen tanulmányozása mégsem hiábavaló, mert az üstökösök űrszondás megfigyelései általában egy megközelítést jelentenek évtizedenként. Ám a jövőben az űrtávcsövek számának növekedésével valószínűleg ez a megfigyelési terület is elsősorban az űrtávcsövek feladata lehet majd (Tóth I., személyes közlés).

Az üstökös magok forgását földi fotometriai módszerekkel újabban mégis egyre több kutatócsoport kezdi tanulmányozni (Waclaw Waniak, személyes közlés), és

ennek a területnek az amatőr csillagászatban való meghonosítására is történtek már kísérletek (Michał Drahus, személyes közlés).

Tapasztalatunk szerint a Johnson-Cousins fotometriai rendszer csak korlátozott mértékben alkalmasak az üstökösök vizsgálatára. Ennek oka az, hogy a nagy sávszélesség miatt a legkülönbözőbb gáz komponensek keverednek a porral, és nehéz ezeket a hatásokat utólag szétválasztani. Ezért bemutattuk a közepes sávszélességű fotometriai rendszerek használhatóságát (Gunn  $v, r, g, r, z$ , kiegészítve 753/30 nm-es interferenciaszűrővel) a por tanulmányozására, és keskenysávú üstökösszűrőkkel is végeztünk megfigyelést, hogy a különböző anyagi komponensek eloszlását, oszlopsűrűségeit és termelési rátáit tanulmányozhassuk. Végül egy alkalmasnak látszó képfeldolgozási módszert mutattam be, amelyben a nemradiális komponenseket azimutális renormálás segítségével emeltük ki. Az üstökösök gömbszimmetriától való eltérését  $lc$  paraméterekkel (számérték és típus) jellemeztük. Üstökösfotometriai munkánkat két cikkben foglaltuk össze (Szabó és mtsai., 2001, Szabó és mtsai., 2002).

#### 4.4. A CArA észlelőhálózat és archívum

Üstökös-fotometriai és morfológiai vizsgálatok során nyilvánvalóvá vált, hogy a minőségi adatok méltó bemutatásához legalább az alábbi kritériumoknak teljesülnie kell.

1. Az adatokat a cél fölismerése után célorientált műszeregyüttessel kell fölvenni, és megfelelő mennyiségű kalibrációs mérés alapján a lehető legpontosabban kimérni. Így részletes és pontos adatokat nyerünk, minőségi észlelések alapján.
2. Ezeket az egyedi megfigyeléseket el kell helyezni az üstökös napközelségének történetében. Hiszen az árnyalt, egyedi analízis bemutatásakor általában éppen azoknak a folyamatoknak a részletes föltárására nyílik lehetőség, amelyeket mint az üstökös átlagostól eltérő, jellemző vonásait a láthatóság korábbi és későbbi időszakaiban fejlődés közben figyelhetünk meg (Szabó, 2002).

Az 1. pont miatt az észleléseket jóval a távcsöves megfigyelés előtt, a váratlan eseményekre tulajdonképpen föl nem készülve kell megtervezni. Ezt segítené, ha egy széles együttműködés keretében megfelelő mennyiségű, eléggé homogén és az addigi láthatóságot lehetőleg teljesen lefedő méréssorozat állna az észlelést tervező rendelkezésére.

A 2. pont ennek az adatbanknak a szükségességét egészen közvetlen módon hangsúlyozza. A részletes és célszerű vizsgálat általában komolyabb műszert igényel, ám ezekre általában nem kapni olyan mennyiségű távcsövidőt, hogy a megfigyelhető egyedi jelenségek fejlődését követni lehessen. Elvileg az IAU Circularok és egyéb fórumok közölnek kvantitatív, olykor csak kvalitatív adatokat egy üstökös viselkedéséről, ám ezek általában nem fedik le a láthatóságot, sem nem nevezhetőek homogénnek.

Szükségesnek látszott egy archívum létrehozása, amely összegyűjti a fényesebb üstökösökről készült fotometriai méréseket, mégpedig a lehető leghomogénebb formában, ám mindemellett a lehető legegyszerűbben. A teljes időbeli lefedettség érdekében az amatőrcsillagászok mozgósítása látszott a legjobb megoldásnak, hiszen ők több időt tudnak a megfigyelésre fordítani, és jóval többen vannak, mint a szakcsillagászok.

Ekkor számolni kell néhány korlátozó tényezővel is. Az amatőrcsillagászok képfeldolgozási ismeretei általában korlátozottak, ezért nem körültekintően kalibrálják a méréseiket. Sok esetben a fotometriai szűrő beszerzése is gondot jelent. A korlátozó tényezőket meggondolva célszerű, ha az amatőrök az  $Af\rho$

mennyiséget mérik, hiszen ez eléggé műszerfüggetlen, és helyesen (az emissziós sávokon kívül) mérve általában spektrális változása is lassú (Szabó, 2003).

Az üstökös-fotometria népszerűsítője az amatőr-csillagászok közt Herman Mikuš, aki Črni Vrh-i automata obszervatóriumában amatőrként először kezdett hosszú  $Af\rho$ -idősorokat gyűjteni a fényesebb üstökösökről (pl. Fulle és mtsai., 1997, Fulle és mtsai., 1998, Brandt és mtsai., 2002, Snow és mtsai., 2004). Módszerük alapján kielégítően homogén és a szakcsillagászati mérésekkel összeegyeztethető adatsorokat kaptak; viszont kifogásolható, hogy négyszögletes aper-túrát használtak, és alig használtak színszűrőket.

Munkájuknak ebben a fázisában találkoztunk, és úgy döntöttünk, hogy a programot regisztrált észlelők és regisztrált felhasználók számára szabad elérhe-tőségű archívummá alakítjuk. A programnak a CArA<sup>23</sup>, azaz Cometary Archives for Amateurs nevet javasoltam. A tulajdonképpeni alapító megbeszélést Rijeká-ban, 2003 márciusában szerveztem meg.

Az új munkamódszer szerint kör alakú apertúrával redukálják a méréseket, és minden észlelőnek legalább Johnson R és I szűrője van. Azóta (Marco Fulle, személyes közlés) a vörös kontinuum 647/10 nm-es keskenysávú üstökösszűrő és – az erős emissziós vonalakat szerencsésen elkerülő – Vilnius S is a „hivatalos” szűrők közé tartozik.

Mivel az  $Af\rho$  térbeli változása is informatív, egy képről több  $\rho - Af\rho$  adathármas gyűjtése látszott célravezetőnek. Minderre két lehetőség kínálkozott: vagy pi-xelektben rögzíteni a különböző apertúrák sugarát, vagy kilométerben. Az első esetben talán nagyobb homogenitás várható (Mark Kidger, személyes közlés), ám fizikai jelentősége miatt a kilométerben rögzített apertúrasorozatot javasoltam. Így minden képhez legalább három  $\rho - Af\rho - hiba$  adathármas tartozik, ahol a különböző apertúrák az 5000, 12500, 25000, 50000, 100000 km-es szekvencia egymás melletti tagjai.

Az összehasonlító csillagok fényessége nehezen beszerezhető adat, különösen pl. a Vilnius-rendszer esetében. Ezért szükség esetén a program Johnson vagy Tycho B és V magnitúdók alapján hatodfokú polinommal szintetizált fényességeket használ, amelyek – adott fényességű összehasonlító csillag birtokában – az ismert fényességgel fölülírhatóak. A szintetizált fényességek pontossága általában jobb, mint 0,06 magnitúdó (Milani, 2003). Ez, bár nem helyettesíti a fotometriai adatot, tájékoztató jellegű mérésre jó lehetőséget ad.

A CArA archívum formátuma a következő; egy ASCII szövegfájl, minden sorában rögzített pozícióban az észlelés ideje, a fotometriai adatok, egyetlen  $\rho - Af\rho - Err_{Af\rho}$  adathármas, az összehasonlító adatait tartalmazó katalógus hivatkozása, az észlelő névkódja, a forráskép vagy az észlelő elérhetősége és az esetleges

---

<sup>23</sup>Olaszul drága, mind hétköznapi, mind bizalmas értelemben

16. táblázat. A CArA standard adatformátuma.

Mező	Kezdet	Vég	Formátum	Egység	Megjegyzés
Név	1	9	9s	–	Az üstökös neve
yyyymmdd.dd	11	18	7.2	–	A megfigyelés ideje
$\Delta$	23	24	2.3	Cs.E.	Föld-üstökös távolság
$R$	30	31	2.3	Cs.E.	Nap-üstökös távolság
$\alpha$	37	39	3.1	fok	Szoláris fázis
F	43	43	2s	–	Színszűrő <sup>†</sup>
mm.mm	46	47	2.2	mag	Fényesség az apertúrában
rad-km	52	57	6i	km	Az apertúra átmérője
$Af\rho$	59	65	7i	cm	$Af\rho$
Err-+	67	52	6i	cm	Az $Af\rho$ hibája
REF	72	76	3s	–	Katalógus <sup>‡</sup>
OBS	78	80	3s	–	A megfigyelő kódja
URL	82	–	szöveg	–	URL vagy e-mail <sup>§</sup>
NOTE	–	–	szöveg	–	Tetszőleges megjegyzés

†: V, R vagy I: Johnson-rendszer, S: Vilnius S, Rg: Gunn r, R1: vörös kontinuum, CW: 647/10nm-es kontinuum-szűrők

‡: Az összehasonlító csillag adatainak forrása; UB2: USNO-B2, TYC: Tycho, HIP: Hipparchos

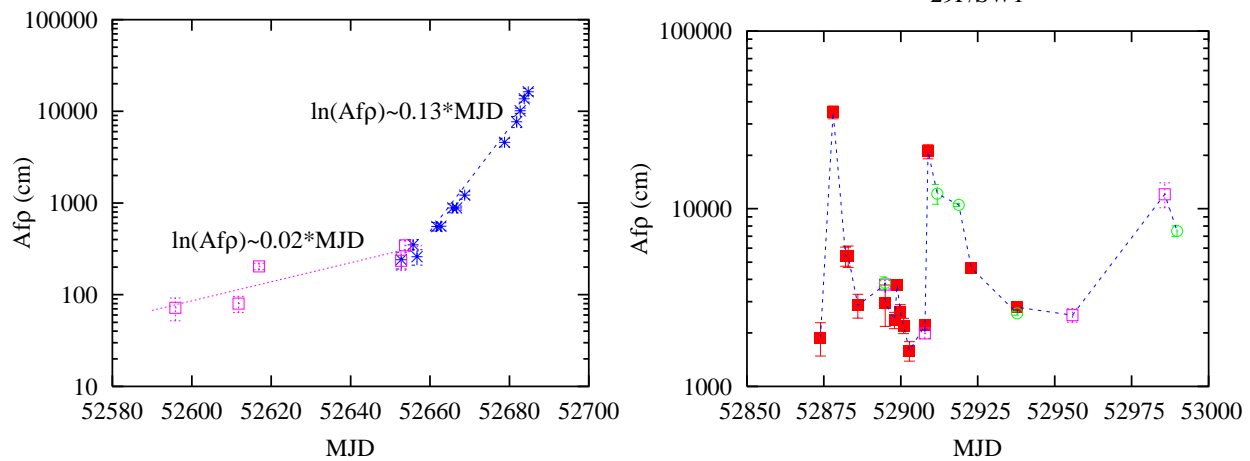
§: Az eredeti fits képek lelőhelye (URL), vagy a megfigyelő elérhetősége (e-mail).

megjegyzés szerepel. Egyetlen képhez legalább 3, legföljebb 5 sor tartozik az archívumban; továbbá ha egy észlelő több színszűrőt használ, akár 10-15 sornyi adat keletkezik éjszakánként. A használt műszer adatai implicite szerepelnek az adatokban, mégpedig úgy, hogy minden észlelő minden használt műszeregyüttesére külön névkódot kap, így tehát a névkód nemcsak az észlelőre utal, hanem pontosan leírja a műszereket is.

Az  $Af\rho$  kimérése kissé nehézkes, és könnyű elszámolni; különösen igaz ez a hiba számítására. Ezért kifejlesztettünk és teszteltünk egy kimérőprogramot UNIX és Windows alapú operációs rendszerekre (Xafrho, Wafrho; Trabatti, 2004). A program grafikusan megjeleníti a kimérni kívánt üstököst, az üstökös és a dátum megadása után kiszámítja az efemeridákat. Ezek alapján a program felülbírálható javaslatot tesz az apertúra-sorozatra (km-ben és pixelben). A további szükséges adatok (a szűrő kódja, a referenciakatalógus és az észlelő névkódja) megadása után a program kiszámít minden szükséges adatot és azokat a CArA standard formátuma szerint küldi. Az adatok e-mailben érkeznek, félautomatikus földolgozással kerülnek az archívumba.

#### 4.4.1. A CArA első eredményeiből

Az észlelőhálózat 2002 nyara és 2004. december 31-e között 23 üstököst figyelt meg, ez 15 megfigyelő 28 műszeregyüttessel végzett munkáját jelenti. Bár



35. ábra. A CAra első eredményeiből. Balra a C/2002 V' (NEAT) üstökös 2002/2003 fordulóján mutatott viselkedését, jobbra a 29P/SW1-üstökös 2003 őszén mutatott kitöréseit látjuk. A 29P esetében a különböző szűrőkre (vörös: R, zöld: I, lila: szűrő nélküli adat) utalnak; a megfigyeléseket összekötő vonal csak az áttekintést könnyítő illusztráció, fizikai jelentést nem hordoz. Az apertúra mindkét esetben 50 000 km volt.

személyesen csak a szervezésben (és nem a megfigyelésekben) vettem részt, két általam készített illusztráció segítségével röviden mégis be szeretném mutatni a CAra eddigi eredményeit.

A C/2002 V1 (NEAT) üstökös adatait a 35. ábra bal oldali grafikonja mutatja be. Az üstökös 2002 novembere és 2003. január 20-a között exponenciálisan enyhén növekedő aktivitást tanúsított. Január 20-ától az aktivitás növekedése exponens maradt, ám a kitevő lényegesen megnövekedett ( $\ln(Af\rho) \sim 0,13 \cdot MJD$ ), és február közepére 200 cm-ről 20 000 cm-re nőtt az  $Af\rho$ . Februárban talán még tovább gyorsult az aktivitás növekedése, ezeket az adatokat azonban nem illesztettem, hiszen az utolsó 4 pontról van szó.

A másik példa a 29P/SW1 üstökös, ennek 2003 őszén mutatott kitöréseit mutatom be a 35. ábra jobb grafikonján. A megfigyelt időszakban az üstökös igen aktív volt, több kitörésen esett át, a megfigyelt  $Af\rho$  értékek 1500 és 35 000 cm között változnak. Bár a különböző megfigyelők különböző műszerekkel és szűrőkkel dolgoztak, adataik mégis jó egyezésben vannak, amit az ábra különböző színű pontjainak hasonló lefutása is jelez.

Összegzésül megállapítható, hogy a CAra ígéretes észlelőhálózatként indul. A jövőben szeretnénk jóval több amatőr csillagászt toborozni a programhoz, ezért a vezető amatőr csillagászati lapokban is meg szeretnénk hirdetni. Másrészt az adatok akkor lesznek igazán hasznosak, ha azokat a szakcsillagászok is fel tudják használni munkájukhoz – tehát a CAra szaklapban történő ismertetése sem várthat sokáig.

## 5. Végső következtetések

Bemutatott munkám tapasztalatai alapján végül arra próbálok szubjektív választ keresni, hogy mi a fotometriai módszerek jövője a Naprendszer kutatásában?

A kisbolygók fényváltozásának megfigyelése alapján olyan statisztikai vizsgálatokra van lehetőség (forgási periódus és a forgástengely égi helyzete), amelyek alapján az egész Naprendszer megértéséhez jutunk közelebb. Ennek oka az, hogy a kisbolygók sokan vannak, és részletes statisztikához is elég sűrűn lefedik az egész Naprendszert. A fotometria azonban időigényes, egy-egy eredmény (egy forgásmodell) 3–4 oppozíció alatt, évtizedes megfigyelésből számítható. Ezért kevés kisbolygóról született részletes forgásmodell.

A megfigyelési terület az automata távcsövek megjelenésével kap új lehetőségeket. Már több kutatócsoport foglalkozik kisbolygók fényváltozásának tömeges megfigyelésével, automatikus módszerekkel és amatőr csillagászok bevonásával (pl. Behrend, 2004, Michałowski, 2004 és referenciái), méréseik a jövőben egyre nagyobb szerepet kaphatnak.

Az üstökösök megfigyelésének nehézségét az jelenti, hogy nincs két egyforma üstökös, és minden üstökös napról napra változtatja a megjelenését. Ezért az üstökösök esetében még nem találtuk olyan, jól összehasonlítható mennyiségeket, amelyek igazán jól jellemeznék minden üstököst. Például az üstökösspektromok nagyfokú hasonlóságot mutatnak; a gázkomponensek termelési rátái relatíve szűk tartományban oszlanak el, bár jellemzőnek tűnik a  $[C_2]/[CN]$  arány (Borrelly- és Halley típusú üstökösök, A'Hearn, 1995). Az  $Af\rho$  megfigyelése jól matematizálható, ám az eddigi mérések kis száma jelentős hiányosság. Mindebből következik, hogy ma még nincs igazán részletes osztályozása az üstökösöknek.

Itt talán segíteni fognak a nagy égboltfölmérések. Ezek az üstökösösmagokat általában inaktív állapotban figyelik meg, tehát láthatják az üstökös szilárd felszínét is. Talán épp ezek a mérésorozatok fognak segíteni a további munkában. A jövő fölmérései, ha el is kerülnek majd az ekliptikát (ami az egyre hosszabb hullámhosszakon egyre valószínűbb), még mindig sok nagy pályahajlású üstököst figyelhetnek meg inaktív állapotban. Az aktív üstökösök oldaláról kapcsolódna ide a CARA program is; ennek sikere is azon múlik majd, hogy ki tudja-e nőni magát igazi fölméréssé. Idővel pedig, elegendő adat birtokában, meg fognak születni azok a statisztikai eredmények, amelyek a Naprendszer külső határáig fognak minket elvezetni.



## 6. Az értekezés tézisei

1. A Szegedi Csillagvizsgáló C-11 távcsövével, az MTA Piszkéstetői Observatóriumának 60/90/180 Schmidt-távcsövével és a Calar Alto-i Német-Spanyol Observatórium 1,23 méteres távcsövével egyszín-fotometriai méréseket végeztünk 31 kisbolygóról. Az adatok analízise során 5 kisbolygó alak- és forgásmodelljét határoztam meg. A méréseket egy korábbi irodalomban elterjedt (AM, amplitúdó-magnitúdó) módszerrel vizsgáltam, amely a fényváltozás amplitúdója és a forgástengely – rálátástól függő – relatív helyzete alapján modellezi a kisbolygót. Meghatározhattam az alakmodell (háromtengelyű ellipszoid) fő tengelyarányait, a tengelyforgás periódusidejét és a forgástengely égi irányát. A forgástengely égi helyzetét és a forgás irányát az epocha-módszerrel határoztam meg: a módszer a fényességminimumok közt eltelt idő keringés okozta kis változásainak vizsgálatán alapul. A módszer általam továbbfejlesztett (a forgás irányának meghatározására optimalizált) változata ( $O - C'$ ) 3 kisbolygó esetében volt eredményesen használható (Szabó és mtsai., 1999, Kiss és mtsai., 2001). Azon kisbolygók esetében, ahol AM és  $O - C$  modellezés is lehetséges volt, az egymástól függetlenül adódó pólus-koordináták a hibahatárokon belül azonosnak adódtak.

Tíz további kisbolygó esetében nem lehetett modellt számolni, de a méréseket már meglévő fotometriai adatok birtokában lehetett tervezni. Két esetben (288 Glauke és 499 Tokio) cáfoltam a korábban közölt rövidperiódusú fényváltozás jelenlétét, a többi esetben a megfigyelt fényváltozás összhangban volt az első publikált adattal. 15 kisbolygó fényváltozását elsőként figyeltük meg, közülük 6 esetben tudtam a fénygörbe amplitúdóját és periódusát (legalább 0,1 óra pontossággal) meghatározni. A maradék 9 kisbolygó esetében a forgási fázist nem sikerült teljesen lefedni, így csak tájékoztató jellegű adatokat tudtam közölni (Szabó és mtsai., 2001, Kiss és mtsai., 1999, Sárnecky és mtsai., 1999, Szabó, 1999).

2. A Calar Alto-i Observatóriumban 11, jobbára nagy naptávolságú üstökösöt figyeltünk meg. 5 üstökös 5,5 csillagászati egységnél nagyobb, 8 pedig 2,7 csillagászati egységnél nagyobb naptávolságban tartózkodott. Az észlelések alkalmával általában erős aktivitást találtam, ám ez elsősorban kiválasztási effektus, hiszen mindig az adott időszak legfényesebb üstökösait tanulmányoztuk. Az üstökösök átmérőjére kapott értékek inkább felső becslésnek tekintendők. Az adatokból a magvidék fényváltozását mutattam ki a Skiff-üstökös és a C/1999 N4 LINEAR-üstökös esetében. A méréskor a fő hibaforrásnak az aktív kóma és a levegő nyugtalansága bizonyult (Szabó és mtsai., 2001b, Szabó és Kiss, 2001).

Kimutattam egy közepes sávszélességű fotometriai rendszer használhatóságát (Gunn v,g,r,z, kiegészítve 753/30 nm-es interferencia-szűrővel) a por tanul-

mányozására. Keskenysávú üstökösszűrőkkel a különböző (CN, CO<sup>+</sup>, C<sub>2</sub>, por) anyagi komponensek eloszlását, oszlopúságait és termelési rátáit hasonlítottam össze. Végül egy képfeldolgozási módszert mutattam be, amelyben a nemradialis komponenseket azimutális renormálás segítségével emeltem ki. Az üstökösök gömbszimmetriától való eltérését az általam bevezetett  $lc$  paraméterekkel (számérték és típus) jellemeztem. Kimutattam a 19P/Borrelly-üstökös ellencsováját, a 29P/Schwassmann-Wachmann 1 üstökös forgó magja által feltekert kómáját és a C/2001 A2 üstökös szokatlan kémiai összetételét. Az utóbbi üstökös kitörésben mutatott szokványos kémiai összetételt, amely egyedi jelenség (Szabó és mtsai., 2002).

**3.** A Sloan Digitális Égboltfelmérés (SDSS) adatbázisából kiválasztottam 7531, legalább kétszer észlelt kisbolygót. Segítségükkel kimutattam, hogy a kisbolygók egy része színváltozásokat mutat. A színváltozás természete véletlenszerű, amennyiben nem kötődik egy-egy dinamikai családhoz, közzettani összetételhez, átmérőhöz stb. A fényességváltozásokat is megvizsgáltam, és azokat hasonló módon véletlenszerűnek találtam (a vizsgált 1–10 km átmérőjű kisbolygók esetében). Kimutattam, hogy a színváltozás nem magyarázható az ismert műszereffektusok segítségével. A változás reprodukálható: a négy alkalommal is megfigyelt kisbolygók esetén az első és második észleléspár színváltozása korrelációban áll egymással.

A színváltozás arra utal, hogy számos kisbolygó felületén nagy méretű, eltérő színű foltok találhatóak. A színváltozás egyik egyszerű magyarázata az lenne, ha a különböző alapkőzetből összetapadó kisbolygókat föltételeznénk. Ez azonban nem valószínű, mert a szín–szín változások nem ennek a föltevésnek a jósolt irányait követik. Az egyik lehetséges magyarázat a napszél általi záporozás, ez a folyamat az  $u - g$  színindexet változtatná a legnagyobb mértékben: ez a mért adatokkal összhangban áll, ám kérdéses, hogy a záporozás hogyan tud elegendően nagy felületű struktúrákat kialakítani (Szabó és mtsai., 2004).

**4.** Az SDSS anyagából – mozgásuk alapján – kiválasztottam a Jupiter Trójai kisbolygóit; 480 ismert és 891 még föl nem fedezett égitestet találtam. A minta teljessége kb. 60%, a nem Trójai kisbolygók mennyisége a mintában legföljebb 5% . Közlés előtt álló eredményeim szerint az L4 és L5 csoportok szignifikánsan eltérő darabszámú kisbolygót tartalmaznak. Az L4 és L5 csoport színeloszlása is különbözik; továbbá az L4 csoportban megfigyelhető szín-inklináció korreláció is – ellentétben az L5 csoporttal. A talált aszimmetriák esetleg az L4 és L5 csoport eltérő kialakulására/fejlődésére utalhatnak (Szabó és mtsai., 2005, tervezett).

**5.** Együttműködésben az Olasz Csillagászati Egyesülettel, szlovén, spanyol, francia és ausztrál amatőr csillagászokkal, elindítottunk egy észlelőhálózatot (CArA, Cometary Archives for Amateurs, cara.uai.it). A program összegyűjti

a fényesebb üstökösökről készült fotometriai méréseket, homogén és elég részletes formában, ám lehetőleg egyszerűen. Kimutattam, hogy e kettős célnak az  $Af\rho$  mennyiség CCD-kamerás megfigyelése felel meg a legjobban, ha az apertúrát hosszúság egységben rögzítjük. Meghatároztam az adatok formátumát, és megírtam egy, kifejezetten a CARA munkájához illesztett, grafikus felületre írt képfeldolozó program algoritmusait. Az észlelőhálózat 2002 nyarától 2004. december 31-ig 1050 (956 archivált) adatpontot gyűjtött össze 23 üstökösről. Az első adatok gyors analízise alapján az archívum minősége általában megfelelő a tudományos analízis szempontjából (Szabó és mtsai., 2005, tervezett).

## 7. Köszönetnyilvánítás

Köszönettel tartozom témavezetőmnek, Dr. Szatmáry Károlynak, és konzulensemnek, korábbi TDK-dolgozataim témavezetőjének, Dr. Kiss L. Lászlónak, akik 1997 óta vezették azt a munkát, amelynek eredményeképpen ez a dolgozat megszületett. Dolgozatomat a SZTE doktori képzés fizika programjának keretében írtam, a SZTE TTK Kísérleti Fizikai Tanszékén; köszönöm tanszékvezetőmnek, Dr. Szatmári Sándornak, és a doktori iskola vezetőinek, Dr. Bor Zsoltnak és Dr. Rácz Bélának iránymutató tanácsait, erkölcsi és anyagi támogatásukat. Köszönöm a Szegedi Csillagvizsgáló munkatársainak, témavezetőimen kívül Dr. Vinkó Józsefnek és Fűrész Gábornak a műszerek használatában nyújtott segítségüket, hasznos konzultációikat, anyagi támogatásukat és a dolgozat elkészítésében nyújtott segítségüket.

Köszönöm a Magyar Tudományos Akadémia Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézet támogatását, a Piskésetetői Observatóriumban kapott távcsöidőket, a Kutatóintézet munkatársainak segítő tanácsait, és Dr. Szabados Lászlónak a dolgozat átnézését.

Köszönöm konzulensemnek és vendéglátómnak, Dr. Ivezic Željkonak, és vendéglátómnak, Dr. Szalay Sándornak, hogy hatékonyan vezették a Sloan Digitális Égboltfelmérés adatain alapuló vizsgálataimat. Köszönettel tartozom vendéglátómnak és témavezetőmnek, Dr. Tadeusz Michałowski-nak, aki megismertetett a kisbolygó-fotometria alapjaival; köszönettel tartozom a Calar Alto-i Observatórium munkatársainak a kapott távcsöidőkért és a szíves fogadtatásért.

Köszönöm Sárnecky Krisztiánnak, és minden észlelőtársamnak a bemutatott munkában való közreműködésüket. Köszönöm a CARA Észlelőhálózat tagjainak a munkában való igen hatékony együttműködést, köszönöm az UAI anyagi támogatását, Giannantonio Milani és Herman Mikuž vendéglátását, valamint a Magyar Csillagászati Egyesület támogatását.

A dolgozatban bemutatott kutatásokat támogatta az OTKA T032258, T034615, T042509, F043203 pályázata; az OM FKFP 0010/2001 pályázata, a PRCH Diákok a Tudományért 2001. máj./21, DT 2000. máj./43., DT 2000. máj./44., DT 2000. máj./48. és DT 1999. ápr./23 pályázata, a Szegedi Csillagvizsgáló Alapítvány, a SZTE Prudentia Alapítvány, a SZTE Hallgatói Önkormányzata és a szegedi Radnóti Miklós Kísérleti Gimnázium Oktatási Alapítványa.

The Sloan Digital Sky Survey (SDSS) is a joint project of The University of Chicago, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, The Johns Hopkins University, The Korean Scientist Group (KSG), the Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, University of Pittsburgh, Princeton University, the United States Naval Observatory, and the University of Washington. Funding for the project has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Aeronautics and Space Administration, the National Science Foundation, the U.S. Department of Energy, the Japanese Monbukagakusho, and the Max Planck Society.

# Hivatkozások

- [1] Adams J.D., 1974, *J. Geophys. Res.*, 79, 4829
- [2] A'Hearn M.F., Millis R.L., Schleicher D.G. és mtsai., 1995, *Icarus*, 118, 223
- [3] Alekseeva G.A., Arkharov A.A., Galkin V.D. és mtsai., 1996, *Baltic Astr.*, 5, 603
- [4] Arpigny C., *ASP Conf. Ser.*, 81, 362
- [5] Bahcall J.N., 1994, *Nature*, 368, 584
- [6] Behrend R. és mtsai., 2004, *IAU Circ*, 8265, 2
- [7] Behrend R., René R., Sposetti S., 2004, *Orion*, 320, 20
- [8] Bendjoya Ph., Cellino A., Di Martino M., Saba L., 2004, *Icarus*, 168, 374
- [9] Binzel R.P., Gaffey M.J., Thomas P.C. és mtsai., 1997, *Icarus*, 128, 95
- [10] Biver N és mtsai., 1999, *Bull Am. Astron. Soc*, 30, 1452
- [11] Bocklée-Morvan D., 2001, *in: Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics (ed. P. Murdin), Institute of Physics Publishing, UK & Nature Publishing Group, UK, London, I/427.*
- [12] Binzel R.P., 1987., *Icarus*, 72, 135
- [13] Bowell E., Hapke B., Dominigue D. és mtsai., 1989, *in: Asteroids II., ed. Binzel R.P., Gehrels T., Matthews M.S., Univ. of Arizona, Tucson*, 416
- [14] Brandt J.C., Snow M., Yi Y. és mtsai., 2002, *EP&P*, 90, 15
- [15] Bronstejn I.N., Szemengyajev K.A., Musiol C., Mühlig H., 2002, *in: Matematikai kézikönyv, 2002, TypoT<sub>E</sub>X, Budapest*, 791–803
- [16] Carlsson M., Lagerkvist C.-I., 1981, *Astron. Astrophys. Supl. Ser.*, 44, 15
- [17] Chapman C.R. 1996, *Meteoritics*, 31, 699
- [18] Chapman C.R., Merline W.J., Thomas P.C., 1999, *Icarus*, 140, 28
- [19] Chapman C.R., Merline W.J., Thomas P.C. és mtsai., 2002, *Icarus*, 155, 104
- [20] Chapman C.R., Ryan E.V., Merline W.J. és mtsai., 1996, *Icarus*, 120, 77
- [21] Chapman C.R., Veverka J., Belton M.J.S. és mtsai., 1996, *Icarus*, 120, 231
- [22] Clark B.E., Lucey P., Helfenstein P. és mtsai., 2001, *Meteoritics and Planetary Science*, 36, 1617
- [23] Davidsson B.J.R., 1999, *Icarus*, 142, 525
- [24] de Angelis G., Mottola S., 1995, *Planet Space Sci.*, 43, 1013
- [25] di Martino M. & Cacciatori S., 1984, *Icarus*, 60, 75
- [26] Efron & Petrosian, 1992, *ApJ* 399, 345
- [27] Enzian A., Cabot H., Klinger J., 1997, *A&A*, 319, 995

- [28] Fay T., Wiśniewsky W. 1978, *Icarus* 34, 1
- [29] Fink U., Hicks M.P., Fevig R., 1999, *Icarus*, 141, 331
- [30] Fulle M., 1992, *A&A*, 265, 817
- [31] Fulle M., Mikuz H., Bosio, S., 1997, *A&A*, 324, 1197
- [32] Fulle M., Mikuz H., Nonino M., Bosio, S., 1998, *Icarus*, 134, 235
- [33] Fulle M., 2001, in: *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics* (ed. P. Murdin), *Institute of Physics Publishing, UK & Nature Publishing Group, London*, I/440.
- [34] Gaffey M.J., Binzel R.P., 1993, *Meteoritics*, 28, 161
- [35] Gaffey M.J., 1990, in: *Asteroids, Comets, Meteors III* (ed. Rickman H., Magnusson P., Lagerkvist C.-I., *Uppsala Univ, Uppsala*, 77
- [36] Gaffey M.J., Burbine T.H., Piatek J.L. és mtsai., 1993, *Icarus*, 106, 573
- [37] Gil Hutton R. 1995., *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 31, 19
- [38] Hahn G., Magnusson P., Harris A.W. és mtsai., 1989, *Icarus*, 78, 363
- [39] Harris A.W., Young J.W., 1989, *Icarus*, 81, 314
- [40] Hartmann W.K., Cruikshank D.P. & Degewij J. 1982, *Icarus*, 52, 337
- [41] Haser L., 1957, *Liège Inst. Astrophys. Repr.*, No. 394
- [42] Herbert F., Sonett C.P., Gaffey M.J., 1991, in: *The Sun in Time* (ed. Sonett C.P., Giampapa M.S., Matthews M.S.) *Univ. Arizona Press, Tucson*, 710
- [43] Hergenrother C.W. és mtsai., 2001, *IAUC* 7616
- [44] Hoffmann M., Geyer E.H., 1990, in: *Asteroids, Comets, Meteors III.*, *Uppsala Univ., Uppsala*
- [45] Holliday B., 1995, *Minor Planet Bull.*, 22, 43
- [46] Huggins P.J., Bachiller R., Cox P. és mtsai., 2002, *ApJ*, 573, L55
- [47] Ivezić Ž., Tabachnik S., Rafikov R. és mtsai., 2001, *AJ*, 122, 2749
- [48] Ivezić Ž., Lupton R., Juric M. és mtsai., 2002, *AJ*, 124, 2943
- [49] Jewitt D., 1990, *ApJ*, 351, 277
- [50] Jewitt D. 1992, in: *Observations and Physical Properties of Small Solar System Bodies*, ed. A. Brahic, J. Gerard & J. Surdej, *Liège: Inst. Astrophys.*, 85
- [51] Jewitt, D.C., Trujillo, C.A., Luu, A.X, 2000, *AJ*, 120, 1140
- [52] Jørgensen, I., 1996, *PASP* 106, 967
- [53] Keller H.U., Curdt W., Kramm J-R., Thomas N., 1996, *ESA SP-1127 vol 1.*, ed. Longdon N., Reinhard R., Battrick B.
- [54] Kent S.M., 1985, *PASP*, 97, 165
- [55] Kiss L.L., 2000, doktori értekezés, Szegedi Tudományegyetem, Szeged

- [56] Kiss L.L., Szabó Gy., Sárneczky K., 1999, *Astron. & Astrophys. Supl. Ser.*, 140, 21
- [57] Lagerkvist, C.-I., 1978, *Astron. Astroph. Supl. Ser.*, 34, 203
- [58] Lamy P.L., Tóth I., Weaver H.A., 1998, *A&A*, 337, 945
- [59] Landolt A.U., 1992, *AJ*, 104, 1
- [60] La Spina A., Paolicchi P., Krziszczyńska A., Pravec P., 2004, *Nature*, 6981, 400
- [61] Licandro J., Serra-Ricart M., Oscoz A. és mtsai., 2000a, *AJ*, 119, 3133
- [62] Licandro J., Tancredi G., Lindgren M. és mtsai., 2000, *Icarus*, 901, 161
- [63] Lis D.C., Mehringer D.M., Benford, D. és mtsai., 1999, *EM& P*, 78, 13
- [64] Lowri S.C., Fitzsimmons A., Cartwright I.M., Williams I.P., 1999, *A&A*, 349, 649
- [65] Lupton, R.H., Gunn, J.E., Ivezić, Ž. és mtsai., 2001, in *Astronomical Data Analysis Software and Systems X*, ASP Conference Proceedings, Vol.238, p. 269. Edited by F. R. Harnden, Jr., Francis A. Primini, and Harry E. Payne. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISSN: 1080-7926
- [66] Lupton, R.H., 1993, in: *Statistics in theory and practice*, Princeton University Press, Princeton
- [67] Magnusson P., 1986, *Icarus*, 68, 1
- [68] Magnusson P., 1992, in: *Observation and Physical Properties of Small Solar System Bodies* (ed. Brahic A., Gerard J.-C., Surdej J.), University of Liège, Belgium, 163
- [69] Marzari F., Scholl H., Murray C., Lagerkvist C.-I., 2001, in: *Asteroids III*, 725
- [70] Matiazzo M. és mtsai., 2001, *IAUC*, 7605
- [71] McSween H.Y. Jr., 1987, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 51, 2469
- [72] Meech K.J., 1991, In: *Comets in the post-Halley era*, Vol. 1, p.629
- [73] Meech K.J., Belton M., Mueller B. és mtsai., 1993, *AJ*, 106, 1222
- [74] Meech K.J., Knopp G.P., Farnham T.L., 1995, *Icarus*, 116, 46
- [75] Meech K.J., Bauer J., Hainaut O. 1997, *A&A*, 326, 1268
- [76] Michałowski T., 1993, *Icarus*, 106, 563
- [77] Michałowski T., Bartczak P., Velichko F.P. és mtsai., 2004, *A&A*, 423, 1159
- [78] Michałowski T., Kwiatkowski T., Kaasalainen M. és mtsai., 2004, *A&A*, 416, 353
- [79] Milani A.G., 2003, *Astronomia*, 2003/2, 63
- [80] O'Cellaigh D.P., Fitzsimmons A., Williams I.P., 1995, *A&A*, 297, L17
- [81] Ostro, S.J., Campbell, D.B., Hine, A.A., 1990, *Astron. J.*, 99, 2012
- [82] Ottke W.F., Jedicke R., Morbidelli A. és mtsai., 2000, *Science*, 288, 2190
- [83] Pál A., Süli Á., 2004, in: *Proc. of the 3rd Workshop of Young Researchers in Astronomy & Astrophysics* (ed. Forgács-Dajka E., Petrovay K. és Erdélyi R.), PADEU, 2004, 285

- [84] Petrosian V., 1992, *in: Proc. Statistical Challenges in Modern Astronomy, Penn State University, Pennsylvania*, 756
- [85] Pravec P., Harris A.W., 2000, *Icarus*, 148, 12
- [86] Prokof'eva V.V., Demchik M.I., Golub A.I., 1992, *Astronomiceszkij Vesztnyk*, 26, 68
- [87] Ravindranath S., Ho L.C., Peng C.Y. és mtsai., 2001, *AJ*, 112, 653
- [88] Reed K.L., Gaffey M.J., Lebofski L.A., 1997, *Icarus* 127, 130
- [89] Rodionov A.V., Crifo J.-F., Szegő K. és mtsai., *P&SS* 50, 983
- [90] Sárneczky K., Szabó Gy.M., Kiss L.L. 1999. *A&AS*, 137, 363.
- [91] Sárneczky K., Szabó Gy. 1999., TDK dolgozat, SzTE, Szeged
- [92] Schober H.J., Erikson A., Hahn G., Lagerkvist C.-I. 1993, *A&AS* 101, 499
- [93] Shoemaker E., Williams J.G., Helin E.F., Wolfe R.F., 1979, *in: Asteroids, ed. T. Gehrels, (Tuscon: Univ. of Arizona Press)*, 253
- [94] Schuetz O. és mtsai., 2001, *IAUC*, 7656
- [95] Seneca L.A., 62 után, *in: Természettudományos vizsgálódások, VII. (Az üstökösökről), XXV. 7§. (ford. Kopeckzy R.)*
- [96] Snow M., Brandt J.C., Yi Y. és mtsai., 2004, *P&SS*, 52, 313
- [97] Songaila A., Cowie L.L., Hogan C.J., Rugers M., 1994, *Nature*, 368, 599
- [98] Stansberry J.A., Van Cleve J., Reach W.T., 2004, *AJSS*, 154, 463
- [99] Szabó Gy.M., 1998, *Acta Phys. Pol. A*, 93, 23
- [100] Szabó Gy.M., 2002, *in: Meeting on Asteroids and Comets in Europe (ed. Korado Korlević), Višnjan, Horvátország, 2002; [http://www.astro.hr/mace2002/Report/MACE2002\\_final.PDF](http://www.astro.hr/mace2002/Report/MACE2002_final.PDF)*, 104.
- [101] Szabó Gy.M., 2003, *in: MACE 2003 abstracts (ed. Salvador Sánchez), <http://www.oam.es/oam/mace/abstracts2.htm>*
- [102] Szabó Gy.M., Csák B., Sárneczky K., Kiss L.L., 2001, *A&A*, 374, 712
- [103] Szabó Gy.M., Csák B., Sárneczky K., Kiss L.L., 2001, *A&A*, 375, 285
- [104] Szabó Gy.M.; Ivezić Ž., Jurić M. és mtsai., 2004, *MNRAS*, 384, 987
- [105] Szabó Gy.M.; Ivezić Ž., Jurić M. és mtsai., 2005, *MNRAS*, (tervezett)
- [106] Szabó Gy.M., Kiss L.L., Sárneczky K., Sziládi K., 2002, *A&A*, 384, 702
- [107] Szabó Gy.M., Kiss L.L., Sárneczky K., Sziládi K., 2002, *A&A* 384, 702
- [108] Szabó Gy.M., Sárneczky K., 2001, TDK dolgozat, SzTE, Szeged
- [109] Szabó Gy.M., Sárneczky K., Kiss L.L., 1999, *in: Proc. IAU Coll. 173, Astr. Inst. of Slovak Academy of Sciences in Contrib. Astron. Obs. Skalnat. Pleso, Tatranska Lomnica*, 185



- [110] Szalay A.S., Gray J., 2001, *Science*, 293, 2037
- [111] Szatmáry K., 1994, Kandidátusi értekezés, Szegedi Tudományegyetem, Szeged
- [112] Thomas N., 2001, *in: Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics (ed. P. Murdin), Institute of Physics Publishing, UK & Nature Publishing Group, UK, London, I/436*
- [113] Tedesco E.F., 1979, PhD értekezés, New Mexico State Univ.
- [114] Tholen D.J., 1984, PhD értekezés, Univ. of Arizona, Tucson
- [115] Tholen D.J., 1989, *in: Asteroids II. (ed. Binzel R.P., Gehrels T., Matthews M.S., Univ. Arizona Press, Tucson, 1139*
- [116] Thuan T. X., Gunn J.E. 1976, *PASP*, 88, 543
- [117] Tóth I., 2000, *A&A*, 360, 365
- [118] Tóth I., 2001, *A&A*, 368, 25
- [119] Trabatti R., 2004, <http://cara.uai.it/data/programs/Xafrho1.tar.gz>
- [120] Velichko F.P., Krugly Yu.N., Lupishko D.F. Mohamed, R.A., 1990, *Astron. Cirk.*, 1553, 37
- [121] Weaver H. A., Feldman P. D., 1992, *ESO Conf. Worksh. Proc.* 44
- [122] Weidenschilling S.J., Chapman C.R., Davis D.R. és mtsai., 1990, *Icarus*, 86, 42
- [123] Wiśniewski W.Z., McMillan R.S., 1987, *Astron. J.*, 93, 1264
- [124] Wiśniewski W.Z., Michalowski T.M., Harris A.W., McMillan R.S., 1997, *Icarus*, 126, 395
- [125] Woodney L.M. és mtsai., 2001, *IAUC*, 7666
- [126] Zappalà V., Bendjoya Ph., Cellino A. és mtsai., 1995, *Icarus*, 116, 291

# Magyarítások és rövidítések jegyzéke:

$Af\rho, Af\rho(\rho)$ .....	26	LSST .....	63
AM módszer .....	21	$m$ fotometriai paraméter .....	21
$a$ morfológiai jelleg .....	88	M típusú kisbolygó .....	11
anyagsugár .....	28	$O - C'$ modellezés .....	21
$A(\phi, 0)$ .....	20	összetétel .....	9
$a$ színindex .....	35	Pan-STARRs .....	63
A típusú kisbolygó .....	11	$P_{RC}$ .....	27
azimutális renormálás .....	29	$PSF, PSF(d)$ .....	26
C típusú kisbolygó .....	9	P típusú kisbolygó .....	11
CT minta .....	65	radiális metszet .....	82
D típusú kisbolygó .....	11	SDSS .....	33
elsődleges szín .....	34	SDSS MOC .....	33
E-módszer, epocha-módszer ....	21	Sekanina-transzformáció .....	28
E típusú kisbolygó .....	11	$s$ morfológiai jelleg .....	88
fotolitikus fűtés .....	13	S típusú kisbolygó .....	10
$G$ fotometriai paraméter .....	21	tangenciális metszet .....	82
$H, H(90, \phi)$ .....	21	teljesség .....	30
hó-metamorf kisbolygó .....	5	tisztaság .....	30
Jarkovszki-folyamat .....	9	$t$ morfológiai jelleg .....	88
kiválasztási térfogat .....	30	Trójai kisbolygó .....	11
KT minta .....	65	vetülőterület .....	15
látószög .....	20	V típusú kisbolygó .....	10
lc .....	82	WWT .....	73
		záporozás .....	10

**Determination of the physical parameters of  
asteroids and comets with photometric methods**

Gyula M. Szabó

UNIVERSITY OF SZEGED  
DEPARTMENT OF EXPERIMENTAL PHYSICS  
& ASTRONOMICAL OBSERVATORY

Szeged, 2005

## 8. Introduction and scientific rationale

Since spring, 1997, I have obtained CCD-photometry of asteroids and morphological examinations of comets. Later I joined the statistical examinations of the Sloan Digital Sky Survey Moving Object Catalog (SDSS MOC). In the dissertation I summarize the significance of such studies in contemporary astronomy, discuss the power and perspective of ground-based observations, and present my own results.

### The small bodies of the Solar System

The investigation of the Solar System is a part of astronomy which is linked to several fields of contemporary astrophysics.

**1.** Asteroids and comets contain the oldest primordial matter in the Solar System. They inform us about the origin and evolution of the Sun, the closest star to us. Therefore the investigation of the small bodies in our Solar System gives us basic knowledge in the **evolution of stars, protoplanetary disks and planetary systems.**

**2.** There are known examples of **small bodies in exoplanetary systems.** The investigation of their belt is related to the evolution of solar systems. Knowledge of the Sun's asteroid belt supports these studies.

**3.** We wish to know the Solar System as our **nearest cosmic environment.** Besides the scientific research, „civil” interest is arisen here concerning e.g. the defense against the impacts, or the technical innovation of space vehicles visiting the small bodies or crossing the asteroid belt.

**4.** From the physical point of view, we observe the **matter in a state which is not reproducible in laboratories.** The cometary tails are rarer than the best artificial ultra-vacuums; the huge energy produced by collisions (e.g. of two asteroids having 100 km and 300 km diameter and a few km/s velocity) cannot be studied in laboratories at all.

### Photometric methods

The asteroids rotate around their spin axis, while vary their light. Measuring this (light-curve) we conclude the shapes, spin axis directions and periods of rotation. While the asteroids are unresolved in common ground-based telescopes, in the most cases this is the only way to investigate these parameters. With multicolor photometry, the chemical composition can be studied, and albedo variegation (colored spots on the surface) may be revealed. The physics of comets is closely connected to their matter production rates, originated by the solid nucleus. The dust is widely characterized with its relative linear filling factor ( $Af\rho$ ) inside the coma. With help of imaging with interference filters, different parts of the cometary spectrum can be separated, therefore the dust and the different gas components can be studied individually. The ejected matter evolves in the interaction with the solar wind and radiation pressure, which all can be studied using photometric tools. On the other hand, we can directly observe the molecular transition probabilities in very rare gases, from which we can conclude the free timescales, too.

## Statistical methods

The all-sky surveys do not observe a certain asteroid frequently, and do not cover its rotation cycle, which disables the classical lightcurve analysis. However, they observe thousands of asteroids and produce a homogeneous sample for statistics. From individual multicolor measurements both the size and chemical composition distributions can be determined. Comparing pairs of multicolor observations – which therefore refer to independent rotational phases – the brightness variation (statistics of asphericity) and the albedo variegation (statistics of surface spots) can be studied. The statistical examinations of comets (e.g. comparison of published results) is more difficult, mainly because of the relatively few known comets. A first step in having wide sample may be the launch of observing campaigns, especially dedicated to the desired quantity.

## 9. Thesis points

**1.** Using a C-11 telescope (Szeged Observatory), a 60/180 cm Schmidt-telescope (Konkoly Observatory), and a 1.23 meter telescope (Calar Alto Observatory) I obtained new photometric observations of 31 asteroids. For 5 objects I calculated shape and rotation models. I applied the widely used AM-method, determining the dependence of the lightcurve amplitude on the aspect data (aspect angle of the rotation axis, solar phase etc.). I calculated the axis ratios of the triaxial ellipsoid shape model, the period of rotation and the direction of the spin axis. The epoch-methods examine the time differences between minima, as they slightly depend on the aspect angle of the spin axis and the motion of the asteroid. With examining these differences explicitly on the ecliptic longitude base I presented a new approach to epoch-methods ( $O - C'$ ). By calculating the delay of times of minima during a revolution, this method gives the sense of rotation and the pole coordinates independently to the AM-methods. In the case of the asteroids that could be modeled with both methods, the pole coordinates agreed well.

I observed further 10 asteroids with available published photometric data. In the case of two long-period asteroids (288 Glauke and 499 Tokio) I disproved the presence of a previously suspected short-period component. There were 15 asteroids for which I obtained the first lightcurve in the literature. The amplitude and the period of rotation were calculated for 6 of them, for the 11 remaining, the rotational cycle was not totally covered (Szabó et al., 2001, Kiss et al., 1999, Sárneczky et al., 1999, Szabó, 1999).

**2.** I observed and analysed 11 comets at large heliocentric distances (8 of them farther than 2.7 AU, 5 of them farther than 5.5 AU). In most cases, high activity was detected. The sizes of the nuclei were roughly estimated, and those values should be considered as an upper estimation because of the errors. The nuclear regions of the Comet Skiff and C/1999 N4 showed slight light variation. The main sources of errors were the active coma and the seeing. (Szabó et al., 2001b, Szabó & Kiss, 2001).

I demonstrated the advantage of the intermediate-bandpass (Gunn v,g,r,z + 753/30 interference) filter set in the morphological studies of the gas components. With narrow-

band comet filters I compared the morphology, column density and production rates of different (CN, CO<sup>+</sup>, C<sub>2</sub>, dust) components. Finally, I introduced an image processing tool, where the non-radial parts are emphasized by azimuthal renormalization. In order to characterize the deviance from circular coma, I defined the  $l_c$  parameters (type and value). I detected the known „antisolar fan” in the coma of 19P/Borrelly, the effect of the spinning nucleus in the active coma of 29P/Schwassmann-Wachmann, and the peculiar chemical composition of C/2001 A2. In the latter case, the ratios of production rates evolved to normal values in the case of outburst.

**3.** I reported on the detection of statistically significant color variations for a sample of 7531 multiply observed asteroids that are listed in the Sloan Digital Sky Survey Moving Object Catalog (SDSS MOC). Using 5-band photometric observations accurate to  $\sim 0.02$  mag, the color variations were in the range 0.06–0.11 mag (rms). These variations appeared uncorrelated with asteroids physical characteristics such as diameter (in the probed 1–10 km range), taxonomic class, and family membership. The observed color variations were incompatible with photometric errors, and, for objects observed at least four times, the color change in the first pair of observations is correlated with the color change in the second pair. The color variations can be explained as due to inhomogeneous albedo distribution over an asteroid surface. Although relatively small, these variations suggest that fairly large patches with different color than their surroundings exist on a significant fraction of asteroids.

**4.** From the SDSS MOC I designed the automatic selection of 480 known and 891 undiscovered Jovian Trojan asteroids. The completeness of the sample was about 60%, which less than 5% contamination of main-belt objects. Based on submitted results, the L4 swarm contained significantly more (with about a factor of 2) asteroids than the L5. The color distributions were also different in the two swarms, while in L4 swarm the color correlated to the inclination, too. These asymmetries may imply different evolution of the two swarms.

**5.** In contribution with the Italian Astronomical Union and amateur astronomers from Slovenia, Spain, France and Australia, we launched the project CARA (Cometary Archives for Amateurs, [cara.uai.it](http://cara.uai.it)), which aims collecting photometry of the brightest comets. I pointed out that the required homogeneity and simplicity meets to CCD-measurement of  $Af\rho$ ; the suggested  $\rho$  radii were fixed in terms of length; and I defined the records and the format of archival. As data are produced by amateur astronomers, we developed a user-friendly, graphical surface-based image processing code especially for the required reduction, which is based on my algorithms. The project collected 1050 points between summer, 2002 and December, 2004, which often do have the quality for detailed analysis and publication.

### **Refereed papers associated with the theses**

1. Szabó Gy.M., Ivezić Ž., Jurić M., Lupton R., Kiss L.L., 2004, Color variation in SDSS moving object catalog, *Monthly Notices of the Royal Astron. Soc.*, 348, 987–998
2. Szabó Gy.M., Kiss L.L., Sárneczky K., Sziládi K., 2002, Spectrophotometry and structural analysis of 5 comets, *Astron. & Astrophys.*, 384, 702–710
3. Szabó Gy.M., Sárneczky K., Csák B., Kiss L.L., 2001, Photometric observations of 9 Near Earth Objects, *Astron. & Astrophys.*, 375, 285–292
4. Szabó Gy.M., Sárneczky K., Csák B., Kiss L.L., 2001, Photometric observations of distant active comets, *Astron. & Astrophys.*, 374, 712–718
5. Kiss L.L., Szabó Gy.M., Sárneczky K., 1999, CCD photometry and new models of 5 minor planets, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, 140, 21–28
6. Sárneczky K., Szabó Gy.M., Kiss L.L., 1999, CCD observations of 11 faint asteroids, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, 137, 363–368
7. Szabó Gy.M., 1999, CCD observations of minor planet 73 Klytia, *Acta Phys. Polonica A*, 93–96.

### **Conference proceedings associated with the theses**

Jurić M., Ivezić Ž., Lupton R.H., Szabó Gy.M., Quinn T., SDSS, 2004, Asteroid Colors and their Variability, AAS, 20512006

8. Szabó Gy.M., Kiss L.L., 2001, CCD photometric investigations of small bodies in the solar system, *Publications of the Astronomy Department of the Eötvös University No. 11, Proceedings of the National Postgraduate Reunion in Astronomy & Astrophysics, 2000*, p. 119-125
9. Szabó Gy.M., Sárneczky K., Kiss L.L., 1999, The O-C - geocentric longitude diagrams of minor planets. A new approach in rotation modelling, *Proc. IAU Coll. 173*, 185-188

### **Further refereed papers**

10. Vinkó J., Blake R.M., Sárneczky K., Csák B. et al., 2004, Distance of the hypernova SN 2002ap via the expanding photosphere method, *Astron. & Astrophys.*, 427, 453
11. Michałowski T., Kwiatkowski T., Kaasalainen M., Pych W. et al., 2004, Photometry of selected main belt asteroids I., 52 Europa, 115 Thyra, and 382 Dodona, *Astron. & Astrophys.*, 416, 353
12. Gáspár A., Kiss L.L., Bedding T.R., Derekas A. et al., 2004, The first CCD photometric study of the open cluster NGC 2126, *Astron. & Astrophys.*, 410, 879
13. Derekas A., Kiss L.L., Szabó Gy.M., Váradi M., 2003, Limits on pulsations in two eclipsing binaries: AY Cam and RW CrB, *IBVS*, 5479
14. Szabó Gy.M., Sárneczky K., Vinkó J., Csák B. et al., 2003, *Astron. & Astrophys.*, 408, 915

15. DEREKAS A., KISS L.L., SZÉKELY P., ALFARO E.J. et al., 2003, A photometric monitoring of bright high-amplitude delta Scuti stars II. Period updates for seven stars, *Astron. & Astrophys.*, 402, 733
16. Vinkó J., BÍRÓ I.B., CSÁK B., CSIZMADIA SZ. et al., 2003, The Type Ia Supernova 2001V in NGC 3987, *Astron. & Astrophys.*, 397, 115
17. DEREKAS A., KISS L.L., SZABÓ Gy.M., FÜRÉSZ G., SÁRNECZKY K., HEINER Zs., 2002, The primary minimum of OW Geminorum in 2002, *IBVS*, 5239.
18. KISS L.L., SZABÓ Gy.M., SZILÁDI K., FÜRÉSZ G. et al., 2001, A variable star survey of the open cluster M37, *Astron. and Astrophys.*, 376, 561
19. Vinkó J., Csák B., Csizmadia Sz., Fűrész G. et al., 2001, Distance of the active galaxy NGC6951 via type Ia supernova 2000E. *Astron. & Astrophys.*, 372, 824
20. KISS L.L., SZATMÁRY K., SZABÓ Gy.M., MATTEI J.A., 2000, Multiperiodicity in semiregular variables. II. Systematic amplitude variations, *Astron. & Astrophys. Supplement Series*, 145, 283
21. Csák B., Kiss L.L., Szabó Gy.M., Sziládi K., Sárneczky K., 2000, New field variable stars III, *IBVS*, 4989
22. Csák B., Kiss L.L., Sziládi K., Sárneczky K., Szabó Gy.M., 2000, New field variable stars II, *IBVS*, 4881
23. Csák B., Kiss L.L., Szabó Gy.M., Sárneczky K., Sziládi K., 2000, New field variable stars I, *IBVS*, 4875

#### **Further conference proceedings**

24. Jurić M., Ivezić Ž., Lupton R.H., Szabó Gy.M., Quinn T., SDSS, 2004, Asteroid Colors and their Variability, *AAS*, 20512006J
25. DEREKAS A., KISS L.L., BEDDING T., GÁSPÁR A., SÁRNECZKY K., SZABÓ Gy., VÁRADI M., KASPI S, KISS Cs., 2004, A Variable Star Survey of the Open Cluster NGC 2126, *Proc. IAU Coll. 193*, (ed. D.W. Kurtz & K.R. Pollard), *ASP Conf. Proc. Vol. 310*. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, p.162
26. GÁSPÁR A., KISS L.L., DEREKAS A. et al., 2004, A Variable Star Survey of the Open Cluster NGC 2126, *Communications in Asteroseismology*, 145, 70
27. KISS L.L., SZATMÁRY K., SZABÓ Gy.M., MATTEI J.A., 1999, Changes of the physical state in semiregular variables, *IAU Coll. 176*, *ASP Conf. Series*, 203, p.277