

Komeettojen kirkkauskäyttäytyminen

LuK-tutkielma

Veikko Mäkelä
Helsinki 9.5.2008

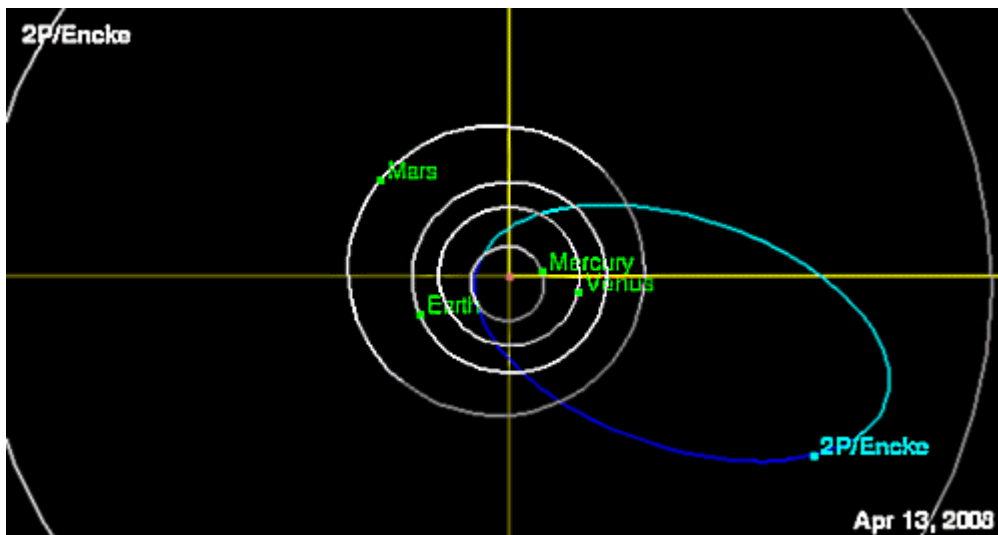
Sisällys

1. Johdanto	2
2. Havainnot	4
2.1. Kirkkaushavainnoista	4
2.1.1. Visuaalihavainnot.....	4
2.1.2. Valokuvaukselliset menetelmät.....	4
2.1.3. Valosähköiset menetelmät.....	4
2.1.4. CCD-havainnot	5
2.2. Empiirinen kirkkauslaki.....	5
2.2.1. Ytimen kirkkauslaki	6
2.3. Komeettojen fotometriset parametrit	7
2.3.1. Lisämääritelmiä.....	7
2.3.2. Fotometrisiä parametreja joillekin komeetoille	7
3. Fysikaaliset mallit	9
3.1. Levinin adsorptio–desorptio-malli	9
3.2. Levinin mallin ongelmat.....	10
3.3. C ₂ -emission korrelaatio kirkkauteen	10
3.4. Kaasuntuotanto	11
3.5. Haihtumismallit	12
3.5.1. Haserin malli ja skaalapituudet	12
4. Tarkastelua	14
4.1. Havaintojen ja mallien tarkastelua.....	14
4.2. Poikkeuksia kirkkauslakiin.....	14
4.2.1. Poikkeavat riippuvuustekijät	15
4.2.2. Komeettojen purkaukset.....	15
4.2.3. Kirkkauden romahdukset	17
4.2.4. Sekulaariset muutokset	17
5. Johtopäätökset	19
Lähteet	20

1. Johdanto

Komeetat kuuluvat aurinkokuntamme pienkappaleisiin. Ne ovat kiertolaisjärjestelmämme kiinnostavimpia kohteita. Komeetoista tunnetaan merkintöjä ja havaintoja jo useiden vuosisatojen ajalta. Tähtitieteellisiä tutkimuksia komeetoista on tehty muutaman sadan vuoden ajan. Aluksi mielenkiinto kohdistui kappaleiden ratoihin, mutta havaintomenetelmien kehittyessä kiinnostus komeettojen fysiikkaan ja kemiaan lisääntyi.

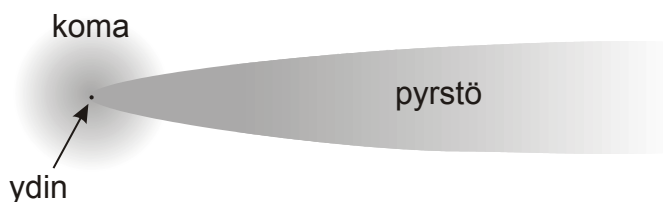
Komeetat liikkuvat aurinkokunnassa hyvin soikeilla radoilla. Ratojen inkliinaatiot voivat vaihdella hyvin suuresti. Monien komeettojen radat voivat ratamääritysten perusteella olla avoimia, joko paraabeleja tai hyperbelejä. Nämä kappaleet tulevat kaukaa auringonkunnan ulkolaidoilta ja palaavat sinne takaisin. Osa komeetoista liikkuu elliptisillä radoilla, ja ne ovat täten jaksollisia. Planeettojen häiriöt ovat kaapanneet ne tällaisille radoille. Lyhytperiodisten komeettojen kiertoaajat ovat muutamia vuosia. Lyhin kiertoaika on komeetta 2P/Enckellä, 3.30 vuotta. Pitkäperiodisten komeettojen kiertoaajat ovat 200 vuotta tai enemmän (Brandt ja Chapman 2004).



Kuva 1.1. Komeetta 2P/Encken rata (NASA Near Earth Object Program).

Nykykäsityksen mukaan komeetat muodostuvat muutaman kilometrin kokoisesta ytimestä, jonka arvellaan koostuvan jäätä ja pölystä. Komeetan ollessa kaukana Auringosta sen havaitseminen on hyvin vaikeaa. Kohteen erottaminen pienestä asteroidista voi olla hankalaa. Komeetan lähestyessä aurinkokunnan sisäosia Auringon säteily alkaa höyrystää kappaleen pinnasta jäätä. Kaasu muodostaa ytimen ympärille pilven, jota kutsutaan komaksi.

Auringon säteilypainne ja aurinkotuuli irrottavat komeetasta kaasua ja pölyä ytimen ja koman taakse, jolloin syntyy komeetoille luonteenomainen pyrstö. Pääasiassa massaeronsa vuoksi pöly ja kaasu käyttäytyvät säteilypainneessa hiukan eri tavoin ja muodostavat erilliset pöly- ja kaasupyrsöt. Pyrsöt osoittavat pois päin Auringosta riippumatta komeetan liikesuunnasta. Kaasupyrsö on suurempi, mutta pölypyrsö kaareutuu hiukan tulosuuntaan päin.



Kuva 1.2. Komeetan perusrakennneosat

Spektroskooppisesti komeetoista on tunnistettu useita kymmeniä alkuaineita. Yleisimpiä näistä ovat vety, hiili, typpi ja happi (Karttunen et al, 2003). Aineet esiintyvät komeetoista usein molekyyleinä tai ioneina.

Koska komeetat koostuvat varsin haihtuvista aineista, ne eivät ole kovin pitkäikäisiä. Elinaika lie-
nee korkeintaan muutamia tuhansia kierroksia Auringon ympäri. Jossakin täytyy siis olla suuri va-
rasto uusia komeettoja, joita tulee vanhojen jo hajoneiden tilalle. Tällainen varasto lienee ns. Oor-
tin pilvi, joka saattaa ulottua jopa 150 000 AU:n etäisyydelle (Brandt ja Chapman 2004). Lähitäh-
tien häiriöt voivat aika ajoin poikkeuttaa pilvessä olevia komeettoja, jolloin niiden perihelit siirtyvät
lähemmäs aurinkokunnan keskustaa.

Pääasiassa komeettoja on voitu tutkia vain maanpäällisin havaintolaittein tai Maata kiertävistä satel-
liiteista käsin. Vuonna 1986 päästiin tutkimaan komeetan ydintä ensi kertaa läheltä, kun useat luot-
aimet lensivät Halley'n komeetan ohi. Vasta 1990-luvun lopulta lähtien komeettoja tutkimaan on
lähetetty uusia luotaimia (NCAR, Windows to Universe).

Komeetan, ensisijaisesti sen koman, kokonaiskirkkaus on yksi selkeimpiä mittausarvoja, jolla ko-
meetan aktiivisuutta voidaan seurata erilaisilla heliosentrisillä etäisyyksillä.

Kappaleessa 2 käsitellään komeettojen kirkkaushavaintoja. Systemaattisia havaintoja komeetoista
on tehty yli 200 vuoden ajan. Magnitudihavainnoissa vasta muutamien viime vuosikymmenien ai-
kana on päästy käyttämään valosähköisiä menetelmiä, joilla visuaalihavaintojen systemaattisia ja
satunnaisia havaintovirheitä on voitu eliminoida. Tarkastelemme kappaleen 2 alussa hiukan eri
havaintomenetelmien tarkkuutta ja käyttökelpoisuutta.

Havaintojen kautta paneudumme magnitudiarvoista löydettyyn empiiriseen kirkkauslakiin, joka
määrittelee komeetan koman kirkkauden heliosentrisen etäisyyden funktiona. Lyhyesti sivuamme
myös komeetan ytimen kirkkauslakia. Tarkastelemme hiukan kirkkauslaista saatavia komeettojen
fotometrisiä parametreja sekä niiden merkintätapoja ja lopuksi esittelemme joitain lukuarvoja eräille
komeetoille.

Kappaleessa 3 pyrimme löytämään empiiriselle kirkkauslaille fysikaalisen pohjan. Johdantona tar-
kastelemme B. J. Levinin uraaurtavaa adsortio–desortio-mallia. Mallin ongelmien kautta siirrym-
me vaihtoehtoisiin selitysmalleihin, joilla pyritään löytämään komeetan kaasun- ja pölyntuotannon
suhde visuaaliseen magnitudiin heliosentrisen etäisyyden muuttuessa.

Kappaleessa 4 tarkastelemme vielä teoreettisten mallien ja havaintojen keskinäistä yhteensopivuut-
ta. Käymme myös läpi joukon kirkkauslaista poikkeavia lyhyt- ja pitkäaikaisia vaihteluita ja pohdis-
kelemme niiden syitä ja merkitystä kirkkauslain pitävyyteen.

2. Havainnot

2.1 Kirkkaushavainnoista

2.1.1 Visuaalihavainnot

Komeettojen kirkkaushavainnot pohjautuivat 1970-luvulle asti pitkälle visuaalisiin arvioihin. Näitä ovat tehneet ammattilaisten rinnalla erityisesti laajat tähtitieteen harrastajien verkostot.

Tyypillisesti visuaalihavainnot tehdään paljain silmin ja optisella havaintolaitteella verraten komeetan komaa vertailutähtien epätarkennettuun kuvaan. Bobrovnikoff, Sidqwick ja Morris ovat kehittäneet kukin omat muunnelmansa epätarkennusmenetelmästä, joilla havaintojen tarkkuutta on voitu parantaa (International Comet Quarterly).

Visuaalihavainnot sisältävät kuitenkin monia systemaattisia ja satunnaisia virhelähteitä. Komeettojen visuaalisiin magnitudiarvioihin onkin suhtauduttu tutkijoiden keskuudessa melkoisen suurella varauksella. Yksittäinen kokenut havaitsija voi toki saada aikaan valokäyrän, jonka sisäinen tarkkuus on magnitudin kymmenyksien luokkaa. Verrattaessa eri havaitsijoiden tuloksia toisiinsa, erot saattavat kuitenkin olla hyvin suuria (Brandt ja Chapman 2004).

Visuaalihavainnot voivat olla käyttökelpoisia, jos valosähköisin menetelmien tehtyä aineistoa on niukalti käytettävissä. Niillä voidaan myös summittaisesti seurata komeetan käyttäytymistä ja ennustaa tulevaa kirkkauden kehitystä. Visuaalisia tuloksia voidaan kohtuudella käsitellä tilastollisin menetelmin ja varhaiset analyysit komeettojen kirkkausikäyttyymisestä perustuivatkin juuri tällaisiin statistisiin tutkimuksiin.

2.1.2 Valokuvaukselliset menetelmät

Valosähköiset ja valokuvaukselliset menetelmät alkoivat vähitellen 1950-luvulta lähtien syrjäyttää visuaalihavainnoita komeettojen kirkkauden tutkimuksessa. Valokuvauksellisten magnitudien määrittäminen oli kuitenkin usein hyvin suuritöinen prosessi ja soveltui huonosti rutiininomaiseen havaintotyöhön. Valokuvausmenetelmissä oli myös kalibrointi-ongelmia. Valokuvausta käytettiin kokonaiskirkkauden määrittämistä enemmän komeetan suhteellisen pintakirkkauden tutkimiseen (Meisel ja Morris 1982).

2.1.3 Valosähköiset menetelmät

On ymmärrettävää, että valosähköiset menetelmät syrjäyttivät valokuvauksen hyvin pian nopeutensa ja suhteellisen hyvän tarkkuutensa ansiosta. Valosähköisiä mittauksia tehdään tyypillisesti valomonistinputkeen perustuvilla fotometreillä käyttäen standardoituja suotimia.

Koska komeetasta tulevan kirkkauden voidaan katsoa muodostuvan kahdesta erillisestä komponentista, komasta ja ytimestä sirottuneesta Auringon kontinuumisäteilystä sekä komeetan kaasun atomien, ionien ja molekyylien emissioista, tuli tarpeelliseksi erottaa nämä toisistaan. Fotometria keskittyikin paljon jälkimmäisten säteilykomponenttien tutkimiseen kapeakaistaisilla suodattimilla. Tyypillisiä tutkittuja aallonpituusalueita olivat esimerkiksi CN-, C₂-, C₃-, OH- ja NH-molekyylien emissioita (Schleicher ja Farnham 2005).

Vaikka valosähköisillä mittauksilla on ilmeisiä etuja aiemmin käytettyihin menetelmiin nähden, eivät ne ole olleet ongelmattomia. Fotometriset mittaukset tehdään yleensä polttotasoon asetetun pienen aukon, diafragman läpi. Se poimii vain komeetan keskiosasta tulevan säteilyn ja jättää huo-

mioimatta koman ulkoreunat (Delsemme 1973). Näin ollen mittaukset ovat hyvin herkkiä koman säteen suuntaiselle kirkkausjakaumalle. Vaikka fotometriset reduktiot tehtäisiin kuinka hyvin, ei ole olemassa menetelmää ekstrapoloida diafragman ulkopuolelle jäävää aluetta täysin tyydyttävästi. Tämän vuoksi mittaustulosta ei voida täysin vakuuttavasti kutsua kokonaismagnitudiksi (Meisel ja Morris 1982).

Myös erikokoisilla diafragmailla ja erilaisilla suotimilla tehtäviä havaintoja on vaikea verrata keskenään. Tutkiakseen diafragma vaikutuksen voimakkuutta havaitsijat ovat pyrkineet tekemään mittauksia useilla erikokoisilla aukoilla (Meisel ja Morris 1982).

IAU:n komissio 15:n suodatinstandardien työryhmä teki huomattavan työn standardoidakseen havainnoissa käytettäviä suotimia (Meisel ja Morris 1982; Schleicher ja Farnham 2005). Tämän ansiosta on ollut mahdollista 1970-luvulta lähtien muuntaa kapeakaistaisilla suotimilla tehtyjä havaintoja yleiseen fotometriseen järjestelmään.

Vaikka CCD-laitteet ovat pitkälle korvanneet perinteiset valomonistinputket ilmaisimina, käytettynä kapeakaistasuotimien kanssa viime mainitut ovat säilyttäneet jonkin verran asemaansa komeettojen kemiallisten pitoisuuksien mittauksissa (Schleicher ja Farnham 2005).

2.1.4 CCD-havainnot

CCD-ilmaisimien voimakas kehitys 1980-luvulta lähtien on johtanut siihen, että komeettojen fotometriassa ne ovat pitkälle syrjäyttäneet muut kirkkauden mittaamenetelmät. CCD-kameroiden vahvoja ominaisuuksia ovat herkkyys sekä kyky kaksiulotteiseen mittaukseen.

CCD-kameroiden ongelmina ovat kuitenkin olleet suuri pikselikohtainen lukukohina sekä pienet vaihtelut pimeävirrassa tasossa. Näiden lähteiden havainnoille aiheuttamat epävarmuustekijät ovat yleensä varsin pieniä. Kuitenkin tutkittaessa heikkoja signaaleja, esimerkiksi OH- tai NH-emissio-kaistoja, kun signaalitaso on luokkaa 100 fotonia/s noin kaariminuutin alueelle, perinteiselle valomonistinputkelle aiheutuu noin 1 % epävarmuus parin minuutin integraatioajalla. CCD:llä samat 10^4 fotonia leviävät noin 10^4 pikselin alueelle, jolloin signaalitaso kuva-alkiota kohti kohoo CCD:n luontaisen lukukohinan tasolle. Tällaisilla signaalitasoilla myös pikselien välisiin herkkyyseroihin liittyvät epävarmuustekijät nousevat merkittäviksi (Schleicher ja Farnham 2005). *Binning*-menetelmällä yhdistämällä signaalia useiden kuva-alkioiden alueelta tätä ongelmaa voidaan toki hiukan pienentää.

Jotta CCD-havainnoista saataisiin tarkempia, vaaditaan havainnoissa kunnollista tasoituskuvausta (*flat fielding*) hämärätaivaalta sekä pitempiä integraatioaikoja. Mainituista syistä johtuen kemiallisten pitoisuuksien määrittämisessä perinteiset valomonistinfotometrit ovat edelleen käyttökelpoisia.

CCD-kameroiden suuri etu on komeettojen morfologian tutkimuksessa. Toisaalta CCD-kennojen edelleen parantuessa todettuja ongelmia voidaan vähentää (Schleicher ja Farnham 2005).

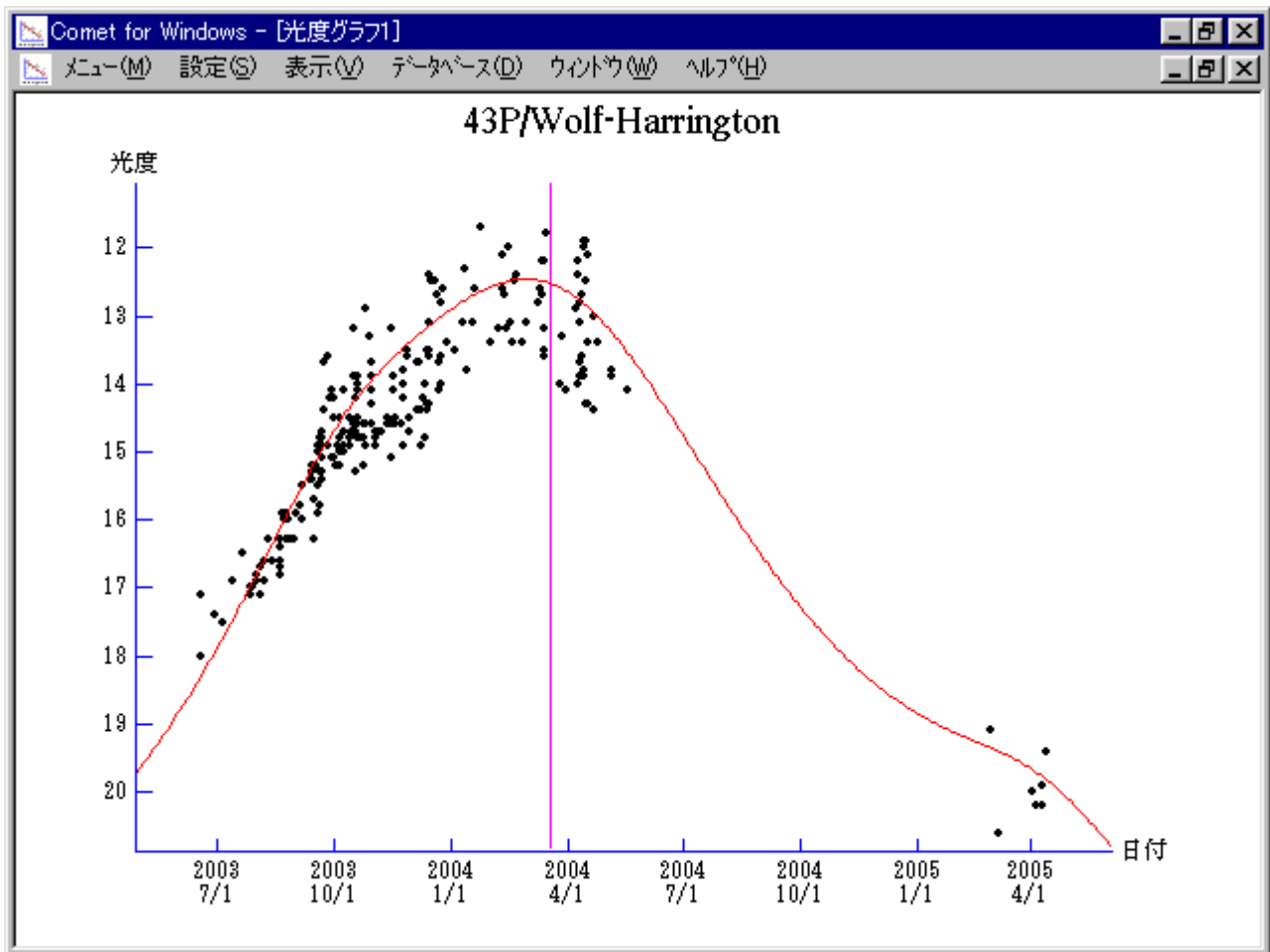
2.2 Empiirinen kirkkauslaki

Komeettojen kirkkauden varhaisimmat tutkimukset ovat keskittyneet tutkimaan komeetan, erityisen koman, kirkkauden heliosentristä vaihtelua. Kunnollisten fysikaalisen mallien puuttuessa päädyttiin puhtaasti empiirisiin, lähinnä numeerisiin havainnoista johdettuihin sovituksiin. Näissä todettiin jo varhain kirkkauden noudattelevan melko hyvin heliosentrisestä ja geosentrisestä etäisyydestä riippuvaa potenssilakia. Kun kirkkaus halutaan ilmoittaa magnitudina, se voidaan kirjoittaa seuraavaan muotoon

$$(2.1) \quad H = H_0 + 2.5k \log \Delta + 2.5n \log r,$$

jossa Δ on komeetan geosentrinen ja r heliosentrinen etäisyys. H_0 on kohteen magnitudi, kun $\Delta = r = 1$ AU. Parametri n sisältää komeetan potenssilakia noudattelevan heliosentrisen kirkkauden vaihtelun.

Maa–komeetta-etäisyyden voidaan tyypillisesti katsoa vaikuttavan komeetan kirkkauteen ainoastaan kääntäen verrannollisesti etäisyyden neliöön. Näin voidaan olettaa, että parametri $k = 2$, ja geosentrisen etäisyyden tekijä voidaan ilmaista muodossa $5 \log \Delta$.



Kuva 2.1. Komeetta 43P/Wolf-Harringtonin kirkkaus vuoden 2004 periheliohituksessa. Kirkkaus noudattelee kaavaa $H = 7,2 + 5 \log \Delta + 19,5 \log R$. Perihelin hetki on merkitty punaisella pystyviivalla. Y-akselin mitta-asteikkona on visuaalinen magnitudi (Yoshida 2004).

2.2.1. Ytimen kirkkauslaki

Komeetan ytimen kirkkauden havaitseminen on haasteellista. Suoraan ytimestä saatavia mittauksia haittaa koman kaasun ja pölyn aiheuttama vaikutus. Mittauksia on tehty suurilla heliosentrisillä etäisyyksillä käyttäen kookkaita teleskooppeja ja herkkiä ilmaisimia. Näillä etäisyyksillä komeettojen aktiivisuus on pienempi ja koman vaikutus havaintoihin vähäisempi.

Ytimen kirkkaudelle on löydetty asteroidityyppinen kirkkausyhtälö

$$(2.2) \quad m_2 = m_0 + 5 \log r + 5 \log \Delta - 2.5 \log \psi(\alpha),$$

jossa m_0 on ytimen absoluuttinen magnitudi, kun $\Delta = r = 1$ AU, ja $\psi(\alpha)$ on vaihefunktio, jossa α on vaihekulma eli Maan ja Auringon välinen kulma komeetasta katsottuna.

2.3 Komeettojen fotometriset parametrit

Yhtälön (2.1) muuttujia H_0 ja n kutsutaan komeettojen fotometrisiksi parametreiksi. Mikäli käytettävissä on riittävä määrä magnitudihavaintoja riittävän laajalta heliosentrisen etäisyyden r vaihteluväliltä, voidaan parametrit ratkaista yhtälöstä pienimmän neliösumman sovituksella.

Tapauksissa, joissa käytettävissä on riittämätön määrä havaintoja, esimerkiksi uuden komeetan tapauksessa, ei sovitusta voida tehdä tyydyttävällä tarkkuudella ja n -parametrille käyttää jotakin oletusarvoa. Tällaiseksi yleensä valitaan keskimääräinen arvo $n = 4$. Koska tällöin $2.5n = 10$, kirjoitetaan H_0 -parametri tällaisissa tapauksissa usein muotoon H_{10} .

Uudelle komeetalle voidaan kirjoittaa alustava magnitudiarvio muotoon

$$(2.3) \quad m = H_0 + 5 \log \Delta + 10 \log r.$$

Tätä käytetään ennustamaan komeetan kirkkautta, kunnes fotometrisille parametreille voidaan sovitaa paremmat arvot.

2.3.1 Lisämääritelmiä

Komeettojen fotometristen parametrien H_0 ja n ilmoittamiseksi esimerkiksi rataelementtien yhteydessä on käytössä kaksi erilaista merkintätapaa:

HG -järjestelmä on vaihtoehtoinen merkintätapa yhtälön (2.1) parametreille. Tässä $H = H_0$ ja $G = n$.

gk -järjestelmässä $g = H_0$, mutta logaritmitermin kerroin ilmoitetaan yhtenä parametrina eli $k = 2.5n$.

2.3.2 Fotometrisiä parametreja joillekin komeetoille

Fotometristen parametrien ratkaisun osalta tutkimukset tyypillisesti ovat keskittyneet yksittäisten komeettojen kirkkausparametrien ratkaisuun. Harvoissa tutkimuksissa asiaa on tarkasteltu laajemman havaintojoukon näkökulmasta. Meisel ja Morris (1976) keräsivät 150 fotometristen parametrien ratkaisua yhteen. Myöhemmin Morris ja Green (1980, 1981) täydensivät työtä käyttämällä International Comet Quarterlyn havaintoja sekä Bortlen (1977a, 1977b, 1978) esittämiä ratkaisuja.

Meisel ja Morris (1982) ovat koonneet kirjaan *Comets* 41 fotometristen parametrien ratkaisua. Yhteenvetona 26 normaalia ratkaisua (koosteeseen sisältyy joillekin komeetoille eri ratkaisuja erilaisille r :n vaihteluväleille) tuottivat seuraavat parametrien keskiarvot keskihajontoineen

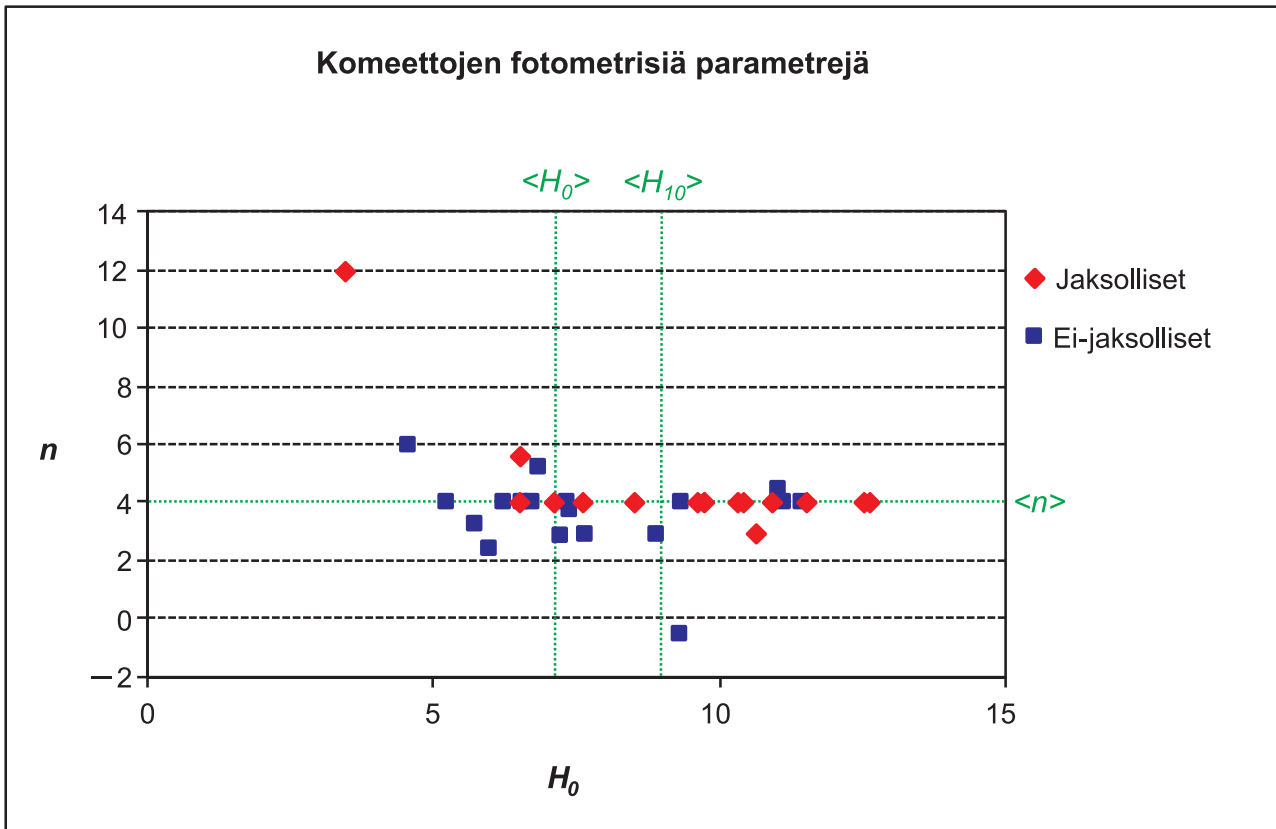
$$\begin{aligned} H_0 &= 7.1 \pm 2.5 \text{ mag}, \\ n &= 4.0 \pm 2.4, \end{aligned}$$

joissa perihelietäisyyden keskiarvo ja keskihajonta olivat $q = 0.8 \pm 0.5$ AU.

Näistä 21 tapauksessa havaintojen vähäisyys tai pieni etäisyyden vaihteluväli esti normaalit ratkaisut ja niissä on käytetty arvoa $n = 4$ ja H_0 -arvot ovat siis H_{10} -arvoja. Näiden keskiarvoksi ja keskihajonnaksi saatiin:

$$H_{10} = 9.0 \pm 2.2 \text{ mag}$$

perihelietäisyyden keskiarvon ja keskihajonnan ollessa $q = 1.4 \pm 0.5 \text{ AU}$.



Kuva 2.2. Eräiden komeettojen fotometrisiä parametreja (H_0, n)-kuvaajana (Meisel ja Morris 1976, 1982). H_{10} -ratkaisut kuvautuvat pistekestittymäksi arvon $n = 4$ kohdalle. Normaalien ratkaisujen parametrien keskiarvot $\langle H_0 \rangle$ ja $\langle n \rangle$ sekä puutteellisesta havaintoaineistosta ratkaistujen H_{10} -parametrien keskiarvo on merkitty kaavioon vihrein pisteviivoin.

3. Fysikaaliset mallit

3.1 Levinin adsorptio–desorptio-malli

Erään varhaisimmista yrityksistä rakentaa teoria empiirisen kirkkauslain pohjaksi teki B. J. Levin (1948). Hän oletti komeetan kokonaiskirkkauden riippuvan suoraan komeetan kaasuntuoton määrästä. Lähtökohtanaan hänellä oli Auringon säteilykentän kanssa tasapainossa olevat desorptioprosessit kiinteiden aineiden pinnalta. Levinin malli pohjautuu adsorbtion ja desorption fysiikkaan. Mallia ymmärtääksemme meidän täytyy tarkastella näitä prosesseja tarkemmin.

Kiinteiden (tai nestemäisten) aineiden pinnalle voi kerääntyä molekyylin tai atomin paksuinen kerros kaasumaisessa tai nestemäisessä tilassa olevaa ainetta. Kerrosta kutsumme adsorbaatiksi ja sen ulkopinnalla on paljon epäsäännöllisyyksiä ja säröjä. Itse kiinteää ainetta kutsumme adsorbentiksi. Adsorbaation prosessit ovat hyvin monimutkaisia ja ne riippuvat pitkälle adsorbentin ja adsorbaatin ominaisuuksista.

Desorptio on käänteiseen suuntaan tapahtuva prosessi, jossa ainetta irtoaa pinnalta. Desorption määrää täydellisessä pinnassa voidaan kuvata kaavalla

$$(3.1) \quad v = s / \tau,$$

jossa s on adsorbaatin kerroskapasiteetti, joka on määritelty täydellisen kerroksen pintakonsentraatioksi. τ on keskimääräinen elinikä molekyylin pysymiselle adsorbaatissa. Se voidaan määrittellä kokeellisesti Frenkelin yhtälöstä

$$(3.2) \quad \tau = \tau_0 e^{(+L/RT)},$$

jossa L on adsorptiolämpötila, T lämpötila kelvineissä, τ_0 pinnalla olevan molekyylin värähtelyjakso ja R yleinen kaasuvakio. Koska lämpötilavaihtelua kuvaa eksponentiaalinen termi, voidaan desorption määrälle johtaa yksinkertainen riippuvuus

$$(3.3) \quad v \propto e^{(-L/RT)}$$

Jos oletetaan, että komeetan kirkkaus on verrannollinen desorption määrään, saadaan

$$(3.4) \quad J \propto e^{(-L/RT)}.$$

Meidän tulisi tietää adsorbentin lämpötila eri etäisyyksillä Auringosta. Zanstra (1929) määritteli lämpötilan kiinteille komeettamaisille hiukkasille olettaen absorboitun ja takaisin emittoitun auringonsäteilyn olevan tasapainossa. Jos oletetaan, ettei komeetan ydin pyöri, saadaan Zanstran yhtälö

$$(3.5) \quad T = T_0 / r^{1/2} = 298 / r^{1/2} \text{ [K]},$$

jossa r on komeetan etäisyys Auringosta ja T_0 on adsorbentin luonteenomainen lämpötila, kun $r = 1$. Tämä yhtälö ei ehkä päde senttimetriä suuremmille kappaleille, jos ne kääntävät saman puolen kohti Aurinkoa. Yhtälöstä (3.5) saadaan komeetan koman magnitudiksi

$$(3.6) \quad H_{\Delta} = 2.5 \log J + \text{vakio} = L^{1/2} / RT_0 + \text{vakio}$$

Kun $r = 1$ ja $H_{\Delta} = H_0$, voimme kirjoittaa yhtälön muotoon

$$(3.7) \quad H_{\Delta} = H_0 + (L / RT_0) (r^{1/2} - 1)$$

Voimme verrata tulosta empiirisestä kirkkauslaista (2.1) johdettuun muotoon

$$(3.8) \quad H_{\Delta} = H_0 + 2.5 n \log r$$

Nopeasti katsottuina nämä eivät näyttäisi olevan yhteensopivia. Komeettahavainnoille tyypillisillä heliosentrisen etäisyyden r arvoilla $\log r \sim 0.87 (r^{1/2} - 1)$. Tämän perusteella Levinin tulos pitää yhtä havaintojen kanssa. Lisäksi on kokeellisesti todettu, että n on likimäärin riippuvainen desorption lämpötilasta seuraavasti

$$(3.9) \quad n \approx 0.46 L/RT_0.$$

Havainnoista määritellyllä adsorptiolämpötilalla L on laaja vaihteluväli, ja sen keskiarvo on luokkaa $6000 \text{ cal mol}^{-1}$. Koska maanpäällisissä laboratoriokokeissa mitatut tulokset ovat lähellä arvoa $10\,000 \text{ cal mol}^{-1}$, voidaan komeetta-ainesta pitää varsin herkästi haihtuvana.

3.2 Levinin mallin ongelmat

Levinin teoria sisältää ainakin yhden vakavan puutteen. Laboratoriokokein on todistettu, että gram-masta meteoriittiaineista voidaan saada noin 10^{19} molekyyliä. Määrä sisältää sekä adsorboitua aineen että molekyylit, jotka ovat tunkeutuneet kiinteään aineeseen asti ja niin ollen tarvitsevat irrottamiseen suuremman energian. Tyypillinen komeetan ytimen massa on 10^{18} g, jolloin kaasuntuottoon on käytettävissä korkeintaan 10^{37} molekyyliä.

Brandtin ja Chapmanin (2004) mukaan Karl Wurm on osoittanut, että tyypillinen komeetan koma sisältää 10^{35} – 10^{36} molekyyliä ja nämä poistuvat komeetan pyrstön kautta päivässä tai lyhyemmässä ajassa. Jos oletetaan, että komeetan kaasuntuotanto perustuu meteoriittityyppisen aineen haihtumiseen, koma pystyisi ylläpitämään tuotantoa noin 10 päivää tai korkeintaan pari kuukautta. Tiedämme kuitenkin komeettojen olevan näkyvissä useita kuukausia ja jaksolliset komeetat ovat olleet havaittavissa useiden perihelivierailujen ajan.

Adsorptio–desorptio-malli kykenee selittämään kaasuntuotannon nopeuden lyhyellä aikavälillä, mutta ei selitä vapautuvan kaasun kokonaismäärää. Näin ollen meidän täytyy hakea ratkaisua muualta kuin komeetan meteoriittityyppisestä aineesta koostuvista epäpuhtauksista. Komeetan ytimessä olevat jääainekset tuntuisivat tarjoavat ongelmaan paremman ratkaisun.

3.3 C₂-emission korrelaatio kirkkauteen

Komeettojen kirkkautta on yritetty yhdistää monokromaattisiin kapealla aallonpituuskaistalla tehtyihin havaintoihin ilman fysikaalista mallia. Bobrovnikoff (1951) ehdotti, että komeetan C₂-emission pitäisi hallita komeetan visuaalista kirkkautta.

Kyseinen emissio ilmenee komeetan spektrissä ns. Swan-vyöhykkeinä. Emissio aiheutuu resonanssi-fluoresenssi-ilmiön seurauksena (Lambert ja Danks 1983), jossa C₂-molekyyli absorboi auringonsäteilyn fotonin, joka aiheuttaa elektronin siirtymisen korkeammalle energiatilalle. Virityksen pur-

kauduttua pieneen viiveen jälkeen, molekyyli emittoi fotonin, jolla on sama taajuus kuin absorboidulla fotonilla (Wikipedia).

Bobrovnikoffin olettamusta seuraten Wurm ja myöhemmin Sekanina (1969) yrittivät komeettojen H_{10} -arvojen avulla määrittää arvioita C_2 -tiheyksille. Nämä arviot ja niistä johdetut kaasun kokonaistiheydet eivät pystyneet tyydyttävästi selittämään komeettojen rata-analyyseista laskettuja painovoimasta riippumattomia impulsseja.

Bakos (1973) sekä Svören ja Tremko (1975) pyrkivät lähestymään asiaa päinvastaisesta suunnasta. He yrittivät laskea komeettojen fotometrisiä parametreja H_0 ja n kapeakaistaisen fotometria-aineiston perusteella. He kohtasivat tässä runsaasti ongelmia. Nykyään näyttääkin siltä, että Bobrovnikoffin alkuperäinen ajatus suorasta korrelaatiosta C_2 -emission ja fotometristen (H_0, n)-parametrien välillä on virheellinen.

3.4 Kaasuntuotanto

Empiirisen kirkkauslain perusteella komeettojen kokonaiskirkkauden pitäisi vaihdella kuten r^{-2} heliosentristen etäisyyksien ollessa pieniä. Tällöin voidaan olettaa, että Auringon säteilyenergian vaikutukset komeetan ytimessä menevät pääsääntöisesti kaasuntuotantoon. M. J. Mumman kehittämän argumentin mukaan (Brandt ja Chapman 2004) atomien, molekyylien ja pölyhiukkasten emittoiman valon intensiteetti on

$$(3.1) \quad I \sim \sigma FN,$$

jossa I on säteilyn intensiteetti kaikkiin suuntiin, σ on sironnan vaikutusala, F on Auringon säteilyvuo ja N on sirottavien hiukkasten lukumäärä. Mikäli intensiteetti koostuu useammasta eri hiukkastyypistä, on intensiteetti kaavan (3.1) mukaisten termien summa. Partikkeleiden lukumäärä voidaan ilmoittaa seuraavasti

$$(3.2) \quad N \sim Q\tau,$$

jossa Q on tuotantonopeus ja τ (pöly)hiukkasten efektiivinen elinikä. Tästä saamme

$$(3.3) \quad I \sim (\sigma F)(Q\tau) \sim (\sigma F\tau)_0 r^{-2} Q r^{+2} \sim (\sigma F\tau)_0 \times Q$$

Tässä oletetaan, että hiukkastyypin elinikää säätelee suhteessa r^{-2} tuleva Auringon säteily. Jos säteilyn kaikki energiavaikutukset menevät kaasuntuotantoon, niin

$$(3.4) \quad I \sim (\sigma F\tau Q)_0 r^{-2}$$

eli

$$(3.5) \quad I \propto r^{-2}.$$

Myös suurilla heliosentrisillä etäisyyksillä, jossa kaasuntuotantoa on vähän tai ei ollenkaan, komeetan kirkkaus vaihtelee mitä ilmeisimmin myös kuten r^{-2} . Tällöin kirkkaus viittaa lähinnä ytimen kirkkauteen. Näin ollen keskietäisyyksillä, jossa kaasuntuotanto alkanut, mutta johon ei kulu vielä kaikkea Auringon säteilyenergiasta, kirkkauden pitäisi vaihdella kääntäen verrannollisesti heliosentrisen etäisyyden korkeampaan potenssiin. Komeetta Encken havainnot ovat antaneet viitteitä tällaisesta käyttäytymisestä (Brandt ja Chapman 2004).

3.5 Haihtumismallit

Jääaineksien haihtumismallit tarjoavat aiempia yrityksiä paremman selityksen komeettojen kirkkauskehitykselle. Meisel ja Morris (1982) kertovat Huebnerin (1965) ja Delsemmen kehittelemien ensimmäiset kelvolliset mallit haihtumisen ja kaasuntuotannon yhteydelle komeetan magnitudiin. Mikäli oletetaan, että prosessissa ei tapahdu aineiden hajoamista, materiavuon nopeus on vakio ja kuten edellä, kaikki komeetan säteily on uudelleen säteilyä Auringon valoa, voidaan kaavan (2.1) logaritmikertoimelle johtaa yksinkertainen asymptoottinen kaava

$$(3.10) \quad n = d \log Q/d \log r + 2,$$

jossa Q on kaasun tuotantomäärä ja r on heliosentrinen etäisyys. Yksittäisestä havainnosta ei ole mahdollista ratkaista n :n arvoa, joten meidän täytyy käyttää määrittelyssä keskimääräistä arvon $p = \langle d \log Q/d \log r \rangle$. Tästä saamme $n = p + 2$.

Huebner (1965) on osoittanut, että mikäli ytimessä ei tapahdu termistä kuumennusta, $p \rightarrow 2$ ja näin $n \rightarrow 4$. Tästä huomaamme, että n :lle saadaan sama tulos kuin määriteltäessä H_{10} :n arvoa.

Voimme etsiä p :lle edustavia arvoja nolla-albedolla ja erilaisilla haihtumislämmöillä L käyttäen Huebnerin määrittämiä käyriä. Saamme esimerkiksi seuraavanlaisia arvoja

r [AU]	p $L = 2 \text{ kcal mol}^{-1}$	p $L = 12 \text{ kcal mol}^{-1}$
0.5–1.0	1.4	3.5
1.0–2.0	1.9	4.6

Delsemme ja Miller (1971) ovat tutkineet joidenkin haihtuvien aineiden höyrystymistä ja vettä (H_2O) lukuun ottamatta kaikki aineet näyttävän muodostavan suorat ($\log Q - \log r$) -kaaviossa etäisyyksillä 0.3–4 AU. Arvojen joukot tuntuisivat sopivan kohtalaisen hyvin yhteen visuaalisten magnitudien keskiarvojen kanssa.

Veden haihtumissuorassa näkyy selvä kulmakertoimen muutos etäisyydellä $r = 1.3$ AU. Havainnoissa tästä näkyy harvoin selviä merkkejä, koska muutos peittyy havaintovirheiden, pölyn vaikutuksen ja komeettojen luontaisten kirkkausvaihteluiden aiheuttamaan kohinaan.

3.5.1 Haserin malli ja skaalapituudet

Jos koma olisi radiaalisessa vapaassa laajenemistilassa, eikä aineiden hajoamista tapahtuisi, koman näennäisen pintakirkkauden pitäisi olla kääntäen verrannollinen projisoituun etäisyyteen keskustasta. Foto- ja spektrometriset tutkimukset ovat kuitenkin osoittaneet että pintakirkkauden radiaalinen riippuvuus on jyrkempi ja näin ollen aineiden hajoamista ei voisi jättää huomioimatta.

Tilastollisesti komeettojen visuaalimagnitudit tuntuvat kuitenkin noudattavan paremmin standardipotenssilakia kuin Öpikin (1963) kehittelemää yleisempää yhtälöä ja keskimääräinen visuaalihavaintojen reduktioprofiili on lähempänä käänteisen neliön riippuvuutta kuin yksinkertaista käänteistä etäisyysriippuvuutta. Delsemme ja Moreau (1973) ovat todenneet kuitenkin, että monokromaattisille koman kuville eksponentiaaliset funktiot tuottavat paremman sovituksen kuin yksinkertainen potenssilaki.

Haserin ehdottama kaksiportainen kaasuntuotanto–hajoamismalli on saavuttanut laajan hyväksynnän monilla komeettafysiikan alueilla. Siinä kriittisiä parametreja ovat lähde- ja tulosaineiden elinajat, jotka tasaisen ulospäin suuntautuvan laajenemisen tapauksessa voidaan määrittellä luonteenomaisten skaalapituuksien avulla. Kaasuntuotantomäärän ja aineiden runsauksien määrittämiseksi fotometrisistä havainnoista Haserin malli tarvitsee arvion kahdesta skaalapituudesta. Edustavien arvojen ja niiden heliosentrisen riippuvuuden määrittäminen ei ole kuitenkaan triviaali tehtävä. Tehävän ongelmallisuus tuottaa suurimmat virhelähteet tuotantomäärien ja aineiden runsaussuhteiden määrittäykseen (Meisel ja Morris 1982).

A’Hearn ja Millis (1980) ovat olettamalla kanonisen arvon $p = 2$ laskeneet CN:n, C₂:n ja C₃:n kaasuntuotantonopeuksien yksikköpituudet 14 komeetalle. Tutkimus yhdistää Haserin mallin ja yhtenäisimmät kapeakaistaiset fotometriset tulokset. Tutkimus paljastaa vahvat korrelaatiot edellä mainittujen molekyylien sekä OH:n kaasuntuotantonopeuksien välillä. Tuloksissa ei paljastunut merkittäviä eroja vanhojen ja uusien komeettojen välillä. Sen sijaan johdettuun CN/C₂-suhteeseen vaikuttaa, onko komeettaa havaittu yli vai alle 1.5 AU:n heliosentrisellä etäisyydellä. Tuotantonopeuksien ja H₁₀-arvojen välillä vahvin korrelaatio näyttäisi olevan CN:n tuotannossa. H₁₀:n korrelaatio muiden molekyylien tuotantonopeuksiin löytyy puolestaan CN:n ja C₂:n korrelaatiosta C₃:n ja OH:n tuotannon kanssa. Bockelée-Morvan työryhmineen (1981) löysi lisäksi H₁₀:n korrelaation OH-tuotantoon käyttäen 18 cm:n radiohavaintoja. Mainittujen tutkimusten tuloksena pitäisi sopivien fotometristen skaalapituuksien ratkaisu onnistua yhtaikaisella kuvaamisella ja spektroskopiolla.

4. Tarkastelua

4.1 Havaintojen ja mallien tarkastelua

Havaintojen on todettu pienillä heliosentrisillä etäisyyksillä keskimäärin noudattelevan hyvin kaavan (2.1) mukaista kirkkauslakia. Levinin adsorptio–desorptio-mallin näennäistä yhteensopivuutta havaintoihin voidaan pitää hyvänä yhteensattumana, sillä kuten kappaleessa 3.2 todettiin, mallin oletuksissa on fyysisiä ongelmia eikä se niin muodoin voi toimia.

Parhaiten näyttäisivät toimivan sellaiset mallit, jotka huomioivat komeetan Auringosta vastaanottaman säteilyn ohella myös ytimen herkästi haihtuvien aineiden synnyttämän emission. Mumman argumentoinnin pohjalta todistettu kaavan (3.5) mukainen kaasuntuotannon ja intensiteetin välinen riippuvuus $I \propto r^{-2}$ tukee haihtumismalleja.

Löydetyt korrelaatiot eri molekyylien kaasuntuotannon väliltä sekä niiden kytkeytyminen komeetan kirkkauteen tuntuisivat vahvistavan haihtumismallien kykyä selittää havainnot. Kappaleessa 3.5.1 Haserin mallin yhteydessä tarkasteltujen molekyylien ohella riippuvuuksia on löydetty myös veden H₂O ja hiilimonoksidin CO kanssa.

Molekyylien runsaaksi liittyy kuitenkin poikkeamia, kuten A'Hearnin ja Millisin (1980) CN/C₂-suhteessa pienillä heliosentrisillä etäisyyksillä ($r < 1.5$ AU) havaitsema ristiriita. Mainittua ristiriitaa on selitetty tuntemattomalla haihtumisilmiöllä, joka liittyy vielä tunnistamattomiin CN:n ja C₂:n lähdeyhdisteisiin. Tämä osoittaa, että tuntemuksemme komeettojen kemiasta on vielä puutteellista.

Komeetta 1P/Halleysta tehdyt lähihavainnot sekä 1990-luvun puolivälin kirkkaat komeetat C/1995 O1 (Hale-Bopp) ja C/1996 B1 (Hyakutake) antoivat huomattavasti lisäinformaatiota komeetoissa olevista yhdisteistä, jotka voivat toimia haihtuvien ja emittoivien molekyylien lähdeaineina. 1P/Halleysta löydettiin viitteitä mm. CHON-hiukkasista. Siellä on myös muita monimutkaisempia yhdisteitä, jotka voivat toimia mm. hiilimonoksidin CO:n lähteenä. Hyakutaken ja Hale-Boppin havainnoista löydettiin todisteita myös H₂CO:n lähdeaineista. H₂CO puolestaan toimii CO:n lähteenä.

Löytämällä sopivat yhdistelmät lähdeaineiden kokoonpanolle komeetassa on mahdollista laskea haihtumismalleja käyttäen varsin hyvin keskimääräisesti havaintoja noudatteleva malli. Yksityiskohdissa kirkkaushavaintoihin liittyy kuitenkin joukko seuraavissa kappaleissa käsiteltäviä poikkeamia, joille täytyy löytää täydentäviä selitysmalleja.

4.2 Poikkeuksia kirkkauslakiin

Komeettojen normaaliin heliosentristä etäisyydestä riippuvaan kirkkauden vaihteluun tunnetaan joitakin poikkeuksia. Nämä voidaan jakaa karkeasti kolmeen tyyppiin: Jaksollisiin, satunnaisiin ja sekulaarisiin (Meisel ja Morris 1982).

Kirkkauslaista poikkeavia vaihteluita on yritetty etsiä tutkimalla kirkkauslain sovitusten residuaaleja. Tulokset eivät ole olleet kovin vakuuttavia. Ongelmina ovat olleet mm. säännöllisen häiriötekijöiden, kuten Kuun valaiseman taivaan kuukausittaiset modulaatiot havaintotuloksiin. Myös aineiston epätasainen jakauma on vaikeuttanut poikkeamien löytämistä.

4.2.1 Poikkeavat riippuvuustekijät

Meiselin ja Morrisin (1982) mukaan Sekanina totesi potenssilain olevan epätydyttävä ratkaisu komeetta 2P/Encken kirkkauden vaihtelulle. Komeetalla on havaittu huomattava potenssitermin n lasku komeetan lähestyessä periheliä. Käyttäen Sekaninan kaavaa Morris ja Green (1980; 1981) sovitivat komeetta Enckelle seuraavanlaiset kirkkauden vaihtelua kuvaavat kaavat

$$(4.1) \quad \begin{aligned} H &= 9.5 + 2.54 (r^{1.8} - 1) && \text{(Morris 1980)} \\ H &= 9.79 + 2.54 (r^{1.8} - 1) && \text{(Green ja Morris 1981)} \end{aligned}$$

Bortle (1977a) havaitsi, että osaa komeetta P/d'Arrestin valokäyrästä kuvaa paremmin lineaarinen riippuvuus ajasta. Etäisyysalueella $q = 1.30 - 1.16 - 1.21$ AU hän löysi magnitudille riippuvuuden:

$$(4.2) \quad H = 9.93 - 0.07 T,$$

jossa T on aikaero päivissä perihelihetkeen, ennen periheliä negatiivinen (–) ja perihelin jälkeen positiivinen (+).

Ainakin komeetta P/Encken kohdalla Ferrin ja Naranjo (1980) ovat osoittaneet, että haihtumismalli selittää kirkkauskehityksen hyvin, jos oletetaan ytimen pyörivän nopeasti.

4.2.2 Komeettojen purkaukset

Joillakin komeetoilla on havaittu normaalista kirkkauskehityksestä poikkeavia nopeita kirkastumisia. Kirkkauden kasvu on ollut magnitudin kymmenyksistä pariin magnitudiin muutamissa tunneissa. Kohonnut kirkkauden taso voi säilyä muutamia päiviä tai jopa muutaman viikon.

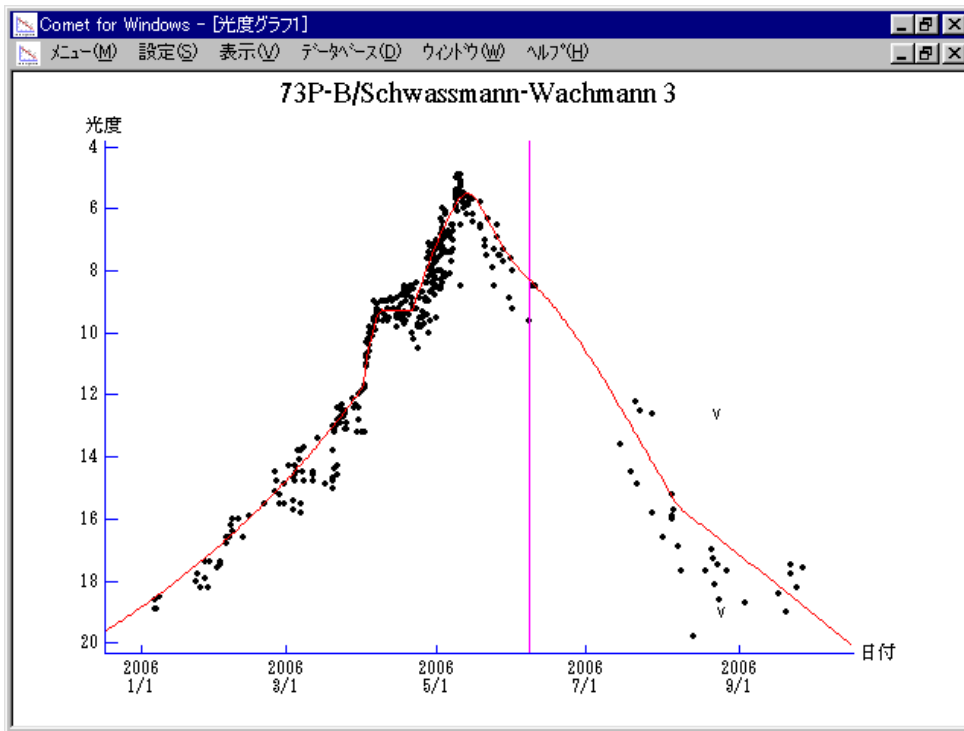
Useissa tapauksissa kirkkauden kasvun on todettu liittyvän komeetan ytimen jakautumiseen. Huh-tikuussa 2006 komeetta 73P/Schwassmann-Wachmann 3:n B-komponentti kirkastui noin 2 mag. Muutamien päivien kuluttua ytimen todettiin jakautuneen useampaan osaan. Ytimen pirstoutumiset ovat olleet tälle komeetalle melko tyypillisiä viimeisten perihelivierailujen aikana ja niiden yhteydessä kirkkaudessa on havaittu vastaavia kirkastumisia.

Lokakuussa 2007 komeetta 17P/Holmes kirkastui poikkeukselliset 15 magnitudia noin 48 tunnin kuluessa. Kirkastumisen jälkeen komeetta on pysytellyt normaalia korkeammassa kirkkaustasossa ja neljän kuukauden aikana kirkkaus on himmentynyt vain kolmisen magnitudia. Komeetalta tunnetaan samantapaista käyttäytymistä myös löytövuodelta 1892 (Kronk).

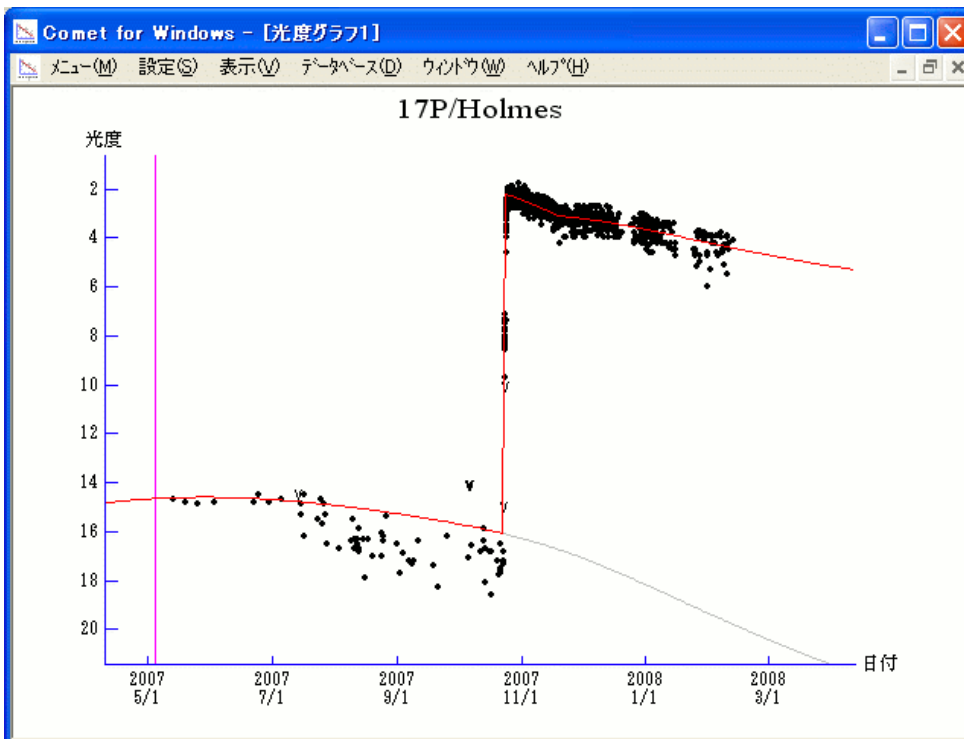
Varmaa syytä tällaiselle poikkeukselliselle kirkkauden kasvuille ei ole löydetty, mutta komeetan morfologinen tarkastelu viittaa voimakkaaseen räjähdysmäiseen komeetan ytimessä tapahtuneeseen voimakkaaseen purkaukseen, joka ei kuitenkaan ole hajottanut sitä.



Kuva 4.1. Komeetta 73P-B/Schwassmann-Wachmann 3 huhtikuun 18. päivänä 2006 (NASA, ESA, H.Weaver/APL/ JPU, M. Muchler ja Z. Levay/STScI)



Kuva 4.2. Komeetta 73P/Schwassmann-Wachmannin B-komponentin kirkkaus keväällä 2006 (Yoshida 2006). Huhtikuussa komeetan kirkkaudessa havaittiin noin 2 magnitudin kirkastuminen. Pian tapahtuman jälkeen komeetan ytimen todettiin jakautuneen kahteen osaan. Y-akselin asteikko on visuaalinen magnitudi m_1 .

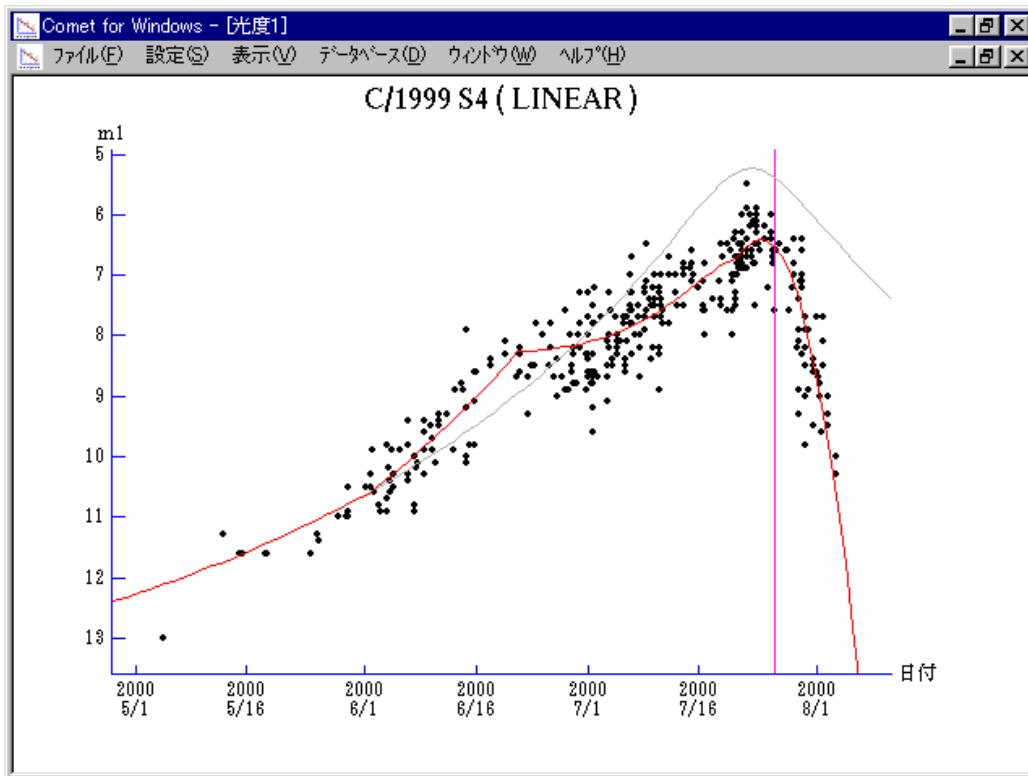


Kuva 4.3. Komeetta 17P/Holmesin kirkastuminen lokakuussa 2007 ja kirkkauden kehitys purkausta seuraavina kuukausina (Yoshida 2008). Y-akselin asteikko on visuaalinen magnitudi m_1 .

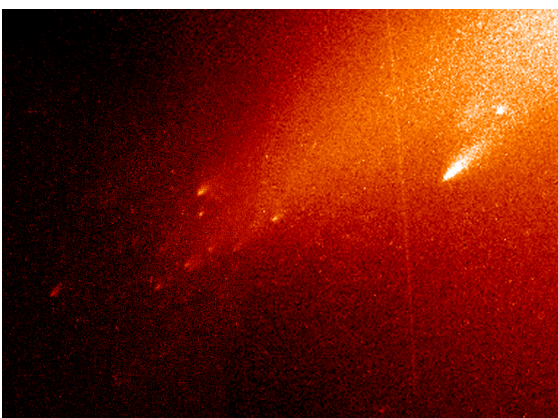
4.2.3 Kirkkauden romahdukset

Joillakin komeetoilla kirkkaus romahtaa nopeasti, jonka jälkeen komeetta katoaa kokonaan. Näissä tapauksissa kirkkauskäyttäytyminen on yhdistetty komeetan totaaliseen hajoamiseen.

Heinäkuussa 2000 edeltäneen heikon kirkastumisen ja sitä seuranneen magnituditason laskemisen jälkeen komeetan C/1999 S4 (LINEAR) kirkkaus putosi perihelin tienoilla nopeasti 7 magnitudista noin 11 magnitudiin ja katosi sen jälkeen. Suurien observatorioiden kuvista voitiin vielä joitain päiviä sen jälkeen havaita hajoava komeetan kappaleiden pilvi.



Kuva 4.3. Komeetan C/1999 S4 (LINEAR) kirkkaus romahti heinäkuun lopussa 2000 komeetan hajottua (Yoshida 2000).



Kuva 4.4. Komeetan C/1999 S4 (LINEAR) jäänteet heinäkuun 2000 lopussa (NASA, H. Weaver/The Johns Hopkins University).

Vastaavanlainen vajoaminen tapahtui huhti-toukokuussa komeetta 73P/Schwassmann-Wachmann 3:n G-komponentille. Myös tässä tapauksessa kirkkauden putoamista ja lopullista katoamista edelsi kirkastuminen.

4.2.4 Sekulaariset muutokset

Jaksollisten komeettojen kirkkaudelle on esitetty, että niiden kirkkaus aikojen kuluessa vähitellen pienenisi. Eri periheliohitusten kirkkausarvioita on pyritty vertailemaan keskenään.

Kresák (1974) esitti kritiikkiä julkaistuja visuaalimagnitudeja kohtaan ja toi keskusteluun mahdolliset instrumentaaliset ja systemaattiset virheet pitkäaikaisten kirkkauden muutosten tutkimusten yhteydessä. Svóren (1979) yritti ratkoa ongelmaa tutkimalla yksikköpituuksiin ja tavallisiin H_{10} -arvoihin redusoituja maksimikirkkauksia. Hän päätyi siihen, että tulokset osoittivat keskimääräistä 0.2 magnitudin kirkkauden laskua periheliohitusta kohti. Tämä lukuarvo vaikuttaa kuitenkin melko suurelta. Meiselin ja Morriksen (1976, 1982) laajan kirkkausparametritutkimuksen tuoreiden H_{10} - ja H_0 -arvojen vertailu löytövuosien vastaaviin osoittaa, ettei mitään merkittävää muutosta vuosien kuluessa ole havaittavissa. Näin ollen pitkäaikainen himmeneminen täytyy olla vähintään 5–10 kertaa pienempää kuin Svórenin tutkimus osoittaa.

5. Johtopäätökset

Haihtumismallit vaikuttaisivat antavan tyydyttävän selityksen komeettojen keskimääräisen kirkkauskäyttäytymisen tarkasteluun pienillä heliosentrisillä etäisyyksillä, joilla komeettojen kaasuntuo-
tanta on aktiivista. Mallit vaativat kuitenkin kullakin komeetalla sopivan kemiallisen koostumuksen löytämistä. Spektroskooppiset tutkimukset ja uudet luotaintutkimukset ovat antaneet mahdollisuuksia löytää oikea koostumus mallilaskujen pohjaksi. Kirkkauden kehityksen yksityiskohtainen selittäminen on edelleen varsin haasteellinen tehtävä.

Komeettojen kirkkauskäyttäytymisessä tunnetaan kuitenkin lukuisia poikkeamia keskimääräisiin arvoihin. Osalle näistä on jo löydetty tyydyttäviä perusmallia täydentäviä selityksiä. Joidenkin poikkeamien syyt ovat vielä tuntemattomia.

Havaintomenetelmien ja havaintolaitteiden jatkuva kehittyminen sekä luotaimin tehtävät lähihavainnot antavat meille todennäköisesti tulevana lisätietoja selitysmallien tarkentamiseen.

Lähteet

- A'Hearn M. F., Millis R. L.: Abundance Correlations among Comets, 1980, *Astron. J.*, 85, 1528–1537
- Bakos, G. A.: Photoelectric Observations of Comet Bennett, 1973, *J. Roy. Astron. Soc. Canada*, 67, 183–189
- Bobrovnikoff, N. T.: Comets, kirjassa *Astrophysics, A Topical Symposium (toim. Hynek J. A.)*, 1951, 302–352
- Bockelée-Morvan D., Crovisier J., Gerand E., Kazés I.: Observations of the OH Radical in Comets at 18 cm Wavelength, 1981, *Icarus*, 47, 464–469
- Bortle, J. F.: The 1976 Apparition of Periodic Comet d'Arrest, 1977, *Sky Tel.* 53, 152–157
- Bortle, J. F.: Comet Digest, 1977, *Sky Tel.* 54, 107
- Bortle, J. F.: Comet Digest, 1978, *Sky Tel.* 56, 121
- Brandt J. C., Chapman R. D.: *Introduction to Comets, 2nd Edition*, 2004, 33–37, 55, 102–107, 184–193
- Delsemme A. H., Miller D. C.: Physico-Chemical Phenomena in Comets III: The Continuum of Comet Burnham, 1971, *Planet. Space Sci.*, 19, 1229–1257
- Delsemme A. H., Moreau J. L.: Brightness Profiles in the Neutral Coma of Comet Bennett (1970 III), 1973, *Astrophys. Lett.*, 14, 181–185
- Ferrin L., Naranjo O.: A Possible Explanation of the Light Curve of the Comet Encke, 1980, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 193, 667–681
- Green D. W. E., Morris C. S.: The 1980 Apparition of Periodic Comet Encke, 1981, *Internat. Comet Quart.*, 3, 10–12
- Hübner, W. F.: Über die Gasproduktion der Kometen, 1965, *Z. Astroph.*, 63, 22–34
- Karttunen H., Oja H., Kröger P., Poutanen M. (toim.): *Tähtitieteen perusteet*, 2003
- Kresák L.: The Aging and Brightness Decrease of Comets, 1974, *Bull. Astron. Inst. Czech.*, 25, 87–112
- Lambert D. L., Danks A. C.: High-Resolution Spectra of C₂ Swan Bands from Comet West 1976 VI, 1983, *Astrophys. J.* 268, 428–446
- Levin, B. J.: Variation of Comet Brightness, 1948, *Sov. Astron. J.*, 25, 246–250
- Meisel D. D., Morris C. S.: Comet brightness parameters: Definition, determination and correlations, kirjassa *The Study of Comets I*, NASA SP-393 (toim. B. Donn, M. Mumma, W. Jackson, M. A'Hearn ja R. Harrington), 1976, 410–444
- Meisel D. D., Morris C. S.: Comet Head Photometry: Past, Present, and Future, kirjassa *Comets (toim. Wilkening D. D.)*, 1982, s. 413–432
- Morris C. S.: Photometric Parameters of Comets, 1980, *Internat. Comet Quart.*, 2, 24–26
- Sekanina Z.: Total Gas Concentration in Atmospheres of the Short-Period Comets and Impulsive Forces upon Their Nuclei, 1969, *Astron. J.*, 74, 944–950

- Schleicher D. G., Farnham T. L.: Photometry and Imaging of the Coma with Narrowband Filters, *kirjassa Comets II (toim. Festou M., Keller H. U., Weaver H. A.)*, 2005, 449–469
- Svorén J., Tremko J.: Integral Brightness and Photometry in the Region of Emission Band C₂(1–0) and the Adjacent Continuum of Comet Kohoutek 1973f, 1975, *Bull. Astron. Inst. Czech.*, 26, 342–345
- Svorén J.: Secular Variations in the Absolute Brightness of Short Period Comets, 1979, *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, 8, 105–140
- Zanstra, H., The excitation on line- ja band-spectra in comets by sunlight, 1929, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 89, 178–197
- Öpik, E. J.: Photometry, Dimensions and Ablation Rate of Comets, 1963, *Irish Astron. J.*, 6, 93–112
- Gary Kronk's Cometography, <http://cometography.com/>
- HubbleSite, <http://hubblesite.org/>
- International Comet Quarterly, Visual Magnitude-Estimation Methods for Comets, <http://cfa-www.harvard.edu/icq/ICQMM.html>
- NASA Near Earth Object Program, Orbit diagrams, <http://neo.jpl.nasa.gov/orbits/>
- Seiichi Yoshida's Home Page, <http://www.aerith.net/>
- Wikipedia, Resonance Fluorescence, http://en.wikipedia.org/wiki/Resonance_fluorescence
- Windows to Universe, http://www.windows.ucar.edu/tour/link=/comets/comet_missions.html