

Aktiivisten tähtien aikasarja-analyysi:  
Roihupurkaukset ja tähdenpilkut

Pro Gradu  
Turun yliopisto  
Tähtitiede  
2022  
Luk. Kosti Koistinen

Turun yliopiston laatujärjestelmän mukaisesti tämän julkaisun alkuperäisyys on tarkastettu Turnitin OriginalityCheck-järjestelmällä

TURUN YLIOPISTO

Fysiikan laitos

**Koistinen, Kosti** Aktiivisten tähtien aikasarja-analyysi:  
Roihupurkaukset ja tähdenpilkut

Pro Gradu, 70 s., 10 liites.

Tähtitiede

Syyskuu 2022

Ohjaajat: FT Mikko Tuomi ja Dos. Harry Lehto

Tarkastajat: Prof. Juri Poutanen ja Dos. Harry Lehto

---

M-sarjan kääpiötähdet ovat pääsarjan pienimpiä tähtiä. Ne voivat olla rakenteeltaan hyvin eksoottisia, mutta ovat silti hyvin yleisiä: jopa 75% kaikista Linnunradan tähdistä on M-kääpiöitä. Arvellaan, että jokaisen M-kääpiön kiertolaisena on vähintään yksi kiviplaneetta. Usein planeetta sijaitsee elinkelpoisella vyöhykkeellä, hyvin lähellä tähteään.

Elinkelpoisuutta saattaa rajoittaa M-kääpiöiden magneettinen aktiivisuus. Siitä merkkejä ovat esimerkiksi tähden pinnalla tapahtuvat muutokset, kuten tähden pilkkuryhmät tai roihupurkaukset, jotka ovat voimakkaita purkauksia tähden kaasukehässä. Voimakas säteily saattaa hajottaa M-kääpiön planeettaa suojaavan otsonikerroksen. Vaikka tähdet ovat pieniä, niiden purkaukset ovat voimakkaita: niissä voi vapautua jopa 10 000 -ertainen energia verrattuna Auringon suurpurkauksiin. Toisaalta pilkkualueet ovat paljon suurempia kuin Auringolla: pilkkuryhmien koot voivat peittää tähden pinnasta jopa 50% kerrallaan.

Aktiivisuusvaihtelut voidaan tunnistaa fotometrisestä valokäyrästä. Uudet avaruuskaukoputket mahdollistavat pitkät aikasarjat ja lyhyet mittausvälit, jolloin roihupurkausten rakenne voidaan tarkasti selvittää. Samalla saadaan paljon statistiikkaa roihuista, jolloin ymmärrys fyysikaalisista prosesseista purkausten taustalla kasvaa.

Toisille roihut ovat poistettavia häiriöitä valokäyrästä, mutta tässä tutkielmassa ne ovat aineistona. Päämäärä on sama: häiriön, eli roihun tunnistaminen. Havaittujen roihupurkausten energia lasketaan, ja arvioidaan, miten ne vaikuttavat tähden lähiympäristöön. Huomataan, että tähden valokäyrästä voidaan bayesilaisin menetelmin tunnistaa ja poistaa eri aikaskaalojen aktiivisuusvaihtelua. Roihuista ja pilkkujaksoista siivotut valokäyrät voivat olla hyödyllisiä muuhun eksoplaneettatutkimukseen, tai esimerkiksi pilkkumallinnukseen, kun tähden pinnan häiriöt saadaan poistettua. Lopuksi yritetään vastata eksoplaneettatutkimuksen keskeiseen kysymykseen – Voiko M-kääpiön elinkelpoinen vyöhyke sittenkään olla elinkelpoinen?

Asiasanat: roihupurkaukset, aktiiviset tähdet, punainen kääpiö, eksoplaneetat, elinkelpoisuus, bayesilainen päättely

# Sisällys

<b>1</b>	<b>Johdanto</b>	<b>1</b>
1.1	Magneettinen aktiivisuus . . . . .	2
1.1.1	Dynamoteoriat . . . . .	3
1.1.2	Tähdenpilkut ja pyöriminen . . . . .	5
1.1.3	Aktiivisuuden määritelmä ja aktiivisuussykli . . . . .	7
1.2	Pilkkujen tunnistus ja mallinnus . . . . .	8
1.2.1	Doppler kuvantaminen ja Zeeman Doppler kuvantaminen . . . . .	8
1.2.2	Fotometriset havainnot . . . . .	11
1.3	Roihupurkaukset . . . . .	13
1.3.1	Morfologia . . . . .	17
1.4	Eksoplaneetat ja aktiivisuus . . . . .	20
<b>2</b>	<b>Valitut kohteet</b>	<b>22</b>
<b>3</b>	<b>Data-analyysi</b>	<b>24</b>
3.1	Lomb-Scarglen periodogrammi . . . . .	24
3.2	Parhaan jakson malli . . . . .	27
3.3	Uskottavuusfunktio . . . . .	27
3.4	Uskottavuusosamäärä ja -testi . . . . .	29
3.5	Bayesilainen informaatiokriteeri . . . . .	31
3.6	Bayesin tekijät . . . . .	32
3.7	Monte Carlo Markov Chain Metropolis Hastings - algoritmi . . . . .	33
3.8	Gelman-Rubinin Statistiikka . . . . .	36
3.9	Sigma-leikkaus . . . . .	37
3.10	Roihupurkausten mallinnus . . . . .	39
3.10.1	Roihujen tunnistaminen . . . . .	39
3.10.2	Malli . . . . .	41

3.11	Roihupurkauksen energian laskeminen . . . . .	44
3.12	Pilkun pinta-ala . . . . .	45
3.13	Magneettikentät . . . . .	45
3.14	Aktiivisuusmittari . . . . .	46
3.15	Kadenssin vaikutukset . . . . .	46
<b>4</b>	<b>Tuloksia</b>	<b>48</b>
4.1	Statistiikka . . . . .	48
4.2	Magneettikentät, Pilkkupeitot . . . . .	54
4.3	Roihuaktiivisuus . . . . .	54
4.4	Roihu ja vaihe . . . . .	55
4.5	Pilkkujaksot ja datan poistaminen . . . . .	55
<b>5</b>	<b>Johtopäätöksiä</b>	<b>58</b>

## Tässä tutkielmassa...

Tässä tutkielmassa tutkin M-sarjan kääpiötähtien valokäyriä. Pysin tunnistamaan vuon vaihtelusta sekä tähdenpilkkujen että roihupurkausten aiheuttamaa oskillaatiota. Teen roihupurkauksille parhaan mallin, jolloin purkausenergian voi laskea. Poistan vaihtelun lopuksi valokäyrästä ja etsin tähden pyörähdysjakson pilkkujen aiheuttamasta oskillaatiosta.

Johdanto-osassa esittelen, millaisia punaiset M-sarjan kääpiötähdet ovat, ja millä menetelmillä niitä voidaan tutkia. Määrittelen, mitä aktiivisuus on, ja miten sitä mitataan. Kokoan yhteen tähdenpilkkujen syntyä ja mallinnuksen viimeisimmän tutkimustiedon. Selvitän, millainen on roihupurkauksen rakenne ja syntymekanismi, ja lopuksi sivuan aktiivisuuden vaikutuksista eksoplaneetoille.

Toisessa osassa esittelen työhön valitut kohteet. Työssä käytetty data on havaittu avaruuskaukoputkella. Kolmannessa osassa käyn läpi työssä käytetyt data-analyysimenetelmät. Niiden avulla etsin tähdenpilkkujen ja roihupurkausten parhaan mallin. Tuloksiosiossa kokoan saadut tulokset ja vertaan niitä kirjallisuuteen. Johtopäätöksiä osiossa pohdin, mitä saadut tulokset tarkoittavat.

# 1 Johdanto

M-spektrityypin pääsarjan tähdet, M-kääpiöt, ovat Linnunradan yleisin tähtityyppi [1]. Niitä on 70–75% Linnunradan kaikista tähtipopulaatioista. Ne ovat pääsarjan viileimpiä tähtiä, ja niiden pintalämpötila vaihtelee välillä 2350 – 3850 K [2]. Ne luokitellaan spektriluokittain välillä M0V-M9V, M0V:n ollessa kuumin, ja M9V viilein. V viittaa pääsarjaan, Yerkesin luminositeettiluokittelun mukaisesti. Historiallisista syistä pieninumeroisia kutsutaan varhaisen tyyppin tähdiksi, ja suurimpia myöhäisen tyyppin. Massaltaan kääpiöt ovat noin 0,08–0,6 Auringon massaa ( $M_{\odot}$ ) [1]. Massasta riippuu, millaisia ne ovat ominaisuuksiltaan.

M-kääpiöiden yleisyys Linnunradassa on paljastunut vasta viime vuosikymmeninä, koska tähdet ovat hyvin himmeitä. Yksikään ei näy paljain silmin<sup>1</sup>, sillä näennäisesti kirkkain M-kääpiö on Lacaille 8760, näennäiseltä magnitudiltaan +6,7. Se on samalla ensimmäinen, vuonna 1753 löydetty M-kääpiö. Maata lähin tähti on M-kääpiö Proxima Centauri, ja kymmenen valovuoden säteellä pääsarjassa olevista tähdistä jopa 80% on punaisia kääpiöitä. [4]

M-kääpiöiden tutkiminen on tärkeää, jotta ymmärrys tähtien kehityskaaresta ja sisäisistä prosesseista lisääntyy. Esimerkiksi eksoplaneettatutkimuksessa M-kääpiöt ovat suurennuslasin alla: jokaisella M-kääpiöllä on vähintään yksi kiviplaneetta kiertolaisenaan [5], usein elinkelpoisella vyöhykkeellä. Toisaalta M-kääpiöiden tutkimus lisää monella tapaa ymmärrystä myös auringonkaltaisten tähtien toiminnasta.

Fuusioprosessit M-kääpiön sisällä ovat hitaita niiden pienen kokonsa takia. Sisäosien paine ja lämpötila on matalampi kuin G- ja K-sarjan kääpiöillä, joten vain vety fuusioituu. Ruskeiden ja punaisten kääpiöiden rajalla olevilla tähdillä vain deuterium fuusioituu. Hitaasta fuusiosta on hyötyä: Kaikkein myöhäisimpien punaisten

---

<sup>1</sup>Proxima Centaurilta on kerran mitattu pinta-aktiivisuusvaihtelua, joka olisi näkynyt paljain silmin [3]

kääpiöiden elinikä voi olla jopa biljoonia vuosia, ja varhaisimmat kääpiöt voivat jatkaa fuusioprosessejaan kymmeniä miljardeja vuosia. [6]

Punaiset kääpiöt voidaan jakaa kahteen alaluokkaan niiden sisäosien rakenteen mukaan, täysin konvektiivisiin ja ytimeltään radiatiivisiin. Noin rajalla  $0,35M_{\odot}$  tähden rakenne muuttuu täysin konvektiiviseksi [7]. Tähden fuusion tuottama säteilypaine ei riitä muodostamaan radiatiivista kehää tähden ytimen ympärille, kuten Aurin-golla tai muissa rajan yläpuolella olevissa tähdissä. Täysin konvektiivisten tähtien fuusioprosessit tapahtuvat koko tähden alueella, ei pelkästään ytimessä [6]. Tähden dynamiikka on kaoottisen konvektion dominoimaa.

## 1.1 Magneettinen aktiivisuus

Punaiset kääpiöt ovat usein hyvin aktiivisia. Tähteä sanotaan aktiiviseksi, jos tähden lähiympäristössä tapahtuu paljon magneettisten muutosten aiheuttamia ilmiöitä. Niitä ovat esimerkiksi kaasukehässä tapahtuvat roihupurkaukset, koronamassapurkaukset (CME) ja suuret tähdenpilkkuympäristöt. Viitteitä aktiivisuudesta saadaan mittaamalla tähden sähkömagneettista säteilyä. Esimerkiksi voimistuneet kromosfäärin ja koronan emissioviivat spektrissä tai suuret amplitudivaihtelut valokäyrässä ovat merkkejä aktiivisuudesta. [8]

Auringon aktiivisuutta on mitattu jo satoja vuosia: auringonpilkut ovat optisesti havaittava merkki tähden aktiivisuudesta. Pilkkuja on havaittu ja laskettu varmuudella 1600-luvun alusta lähes yhtäjaksoisesti [9]. Toisaalta epäsuoraa aineistoa on tuhansien vuosien ajalta, sillä Maan orgaanisista näytteistä  $C^{14}$ -isotooppitutkimuksella aktiivisuutta ja pilkkujen lukumäärää on voitu arvioida [10].

Auringonpilkuista on määritetty muun muassa Auringon pyörähdysaika. Pilkkujaksoista on havaittu, että pilkkusykli kulkevat noin 11 vuoden sykleissä. Pilkkumaksimin aikaan tähti on aktiivisimmillaan ja sen pinnalta havaitaan paljon pilkkuja ja

pilkkuryhmiä. George Hale arveli jo vuonna 1908, että pilkut liittyvät Auringon pinnan magneettiseen aktiivisuuteen [9]. Modernit havainnot ovat osoittaneet, että aktiivisuuteen liittyy muutakin kuin pilkkuja. Havainnot esimerkiksi röntgen-alueella paljastavat, että Aurinko emittoi aktiivisuusmaksimissaan enemmän säteilyä kuin hiljaisessa vaiheessaan. [9]

### 1.1.1 Dynamoteoriat

Vaikka Auringon pintaa voidaan yksityiskohtaisesti havaita, ja osaa Auringossa tapahtuvista ilmiöistä mitata *in situ* -havainnoilla, ratkaisemattomia kysymyksiä on paljon. Vielä ei olla täysin yksimielisiä siitä, miten tähden magneettikenttä lopulta toimii. Mitkä prosessit ajavat tähtien magneettikenttien muodostumista, ja miten voimakkaat paikalliset kentät vaikuttavat globaaleihin kenttiin? Koska magneettikentät muodostuvat tähden sisällä, niitä päästään havaitsemaan vain epäsuorasti pinta-aktiivisuudesta. Siksi havainnot muiden tähtien magneettisista ominaisuuksista ovat niin tärkeitä: ne lisäävät ymmärrystä myös Auringossa tapahtuvista prosesseista.

Tähden magneettikenttä syntyy ja muuttuu dynamoilmiön takia. Joseph Larmor esitti jo 1919, että varattujen hiukkasten plasmavirtaus indusoi Auringon magneettikentän. Tähden sisäosista kohti fotosfääriä konvektoituva plasma ylläpitää dynamoa [11]. Plasman liike-energia muuttuu prosessissa sähkö- ja magneettikentän energiaksi [12]. Plasma kiertyy kohti napoja samaan aikaan kun se pyrkii kohti pintaa. Tähden pinnalla kulkevista pilkuista on havaittu, että pilkut kiertävät tähteä napojen lähellä hitaammin kuin ekvaattorilla. Ilmiötä kutsutaan differentiaalirotaatioksi. Suurilla latituteilla plasmalla on pienempi kulmanopeus tähden ympäri kuin ekvaattorilla verrattuna jäykkään kappaleeseen. Differentiaalirotaatio voimistaa coriolis-ilmiötä, joten plasma kiertyy. Samalla indusoidut magneettikentät pinnalla häiriintyvät.

Auringon magneettikenttä on syklin alussa donitsin muotoinen, toroidinen. Kent-

tä vääristyy, kun plasma kiertyy. Magneettikenttäviivat ovat jääntyneenä plasmaan, joten ne kiertyvät plasman mukana. Tähtien magneettiseen topologiaan alkaa tulla häiriöitä, ja toroidinen, globaali kenttä alkaa muuttua kaksinapaiseksi dipolirakenteeksi, poloidiseksi. Auringon magneettinavat kääntyvät 11 vuoden välein, kun kentän topologia muuttuu. 11 vuoden välein havaitaan eniten auringonpilkkuja. Aktiivisuussykliksi kutsutaan kiertoa, jossa kenttäkonfiguraatio muuttuu toroidisesta poloidiseksi ja takaisin toroidiseksi. Aktiivisilla tähdillä syklit ovat lyhempiä: punaisilla kääpiöillä jakso voi olla muutamia satoja päiviä [13]. Aktiivisuussyklejä on tutkittu vain vähän, koska havaintoja pitkiltä aikajaksoilta on vähän. Aktiivisten kääpiöiden syklit saattavat vaihdella noin vuodesta muutamaan vuoteen, riippuen tyypistä ja aktiivisuudesta [14].

Eugene Parker esitti vuonna 1955, että dynamo ylläpitää tähden konvektion turbulenssi. Turbulenssin aiheuttaisi enimmäkseen differentiaalirotaation voimistama coriolis-ilmiö. Parker kutsui malliaan  $\alpha\Omega$  - malliksi. Mallin tulokset eivät täysin vastanneet havaintoja: Esimerkiksi pilkkukonfiguraation pitäisi mallin mukaan leviittäytyä lähemmäksi ekvaattoria kuin havainnot osoittavat [15]. Parkerin mallia on sittemmin paranneltu vastaamaan havaintoja [16].

Merkittävästi erilainen lähestyminen dynamomalliin oli Spiegelillä ja Zahnilla vuonna 1992. Heidän mukaan Auringon konvektiivisen alueen ja jäykästi pyörivän radiatiivisen ytimen välissä on turbulenti vyöhyke, takokliini [17]. Se selittäisi magneettisen topologian muutokset, ja miten dynamo ylläpitää itseään Auringossa. Malli ei sovi kaikkiin havaintoihin: Täysin konvektiivisilla tähdillä ei ole radiatiivista ydintä, eikä siten takokliiniä [18]. Ne voivat silti olla hyvin aktiivisia, ja niiltä on havaittu dynamo, joka ylläpitää poloidista magneettikenttätopologiaa [19]. Takokliinikään ei siten pysty täysin selittämään dynamon toimintaa.

Täysin konvektiivisten, nopeasti pyörivien tähtien differentiaalirotaation eli  $\Omega$ -efektin

on arveltu vaikuttavan vain vähän kenttätopologiaan. Siksi näitä tähtiä voidaan pitää jäykkänä pyörijöinä [20]. Dynamon voisi selittää voimakas turbulenti konvektio tähden magneettisilla navoilla. Se muodostaa voimakkaita paikallisia magneettikenttiä, jotka ylläpitävät poloidista globaalia kenttää [21]. Tämä puolestaan viittaa siihen, että navoilla esiintyy suuria tähdenpilkkuja ja -ryhmiä. Napapilkuista on muutakin näyttöä [22]. Tällaista dynamoa kutsutaan  $\alpha^2$ - malliksi. Aivan ruskean ja punaisen kääpiön rajalla differentiaalirotaatio on merkittävää, joten  $\alpha^2\Omega$ -malli kuvaa parhaiten dynamon toimintaa myöhäisille M-kääpiöille [23].

Dynamorakenne voi syntyä monilla tavoilla eri tyyppisille tähdille. Varhaisen tyyppin aktiivisilla M-kääpiöillä, joilla on radiatiivinen ydin, on vakaa toroidikenttä [24]. Dynamorakenne on niissä hyvin samantyyppinen kuin Auringolla, mikä johtunee voimakkaasta differentiaalirotaatiosta, ei takokliinistä. Voi kuitenkin olla, että takokliini vahvistaa toroidikenttää [12]. Tämä puolestaan vaikuttaisi paikallisten aktiivisuusalueiden syntyyn ja sijaintiin. Tutkimalla pintamagnetismia ymmärrys tähtien rakenteesta lisääntyy, kun dynamoprosessien syitä ja eroja ymmärretään paremmin.

### 1.1.2 Tähdenvilkut ja pyöriminen

Tähdenvilkut syntyvät alueilla, joissa plasman virtaus kohti fotosfääriä vahvistaa paikallisesti magneettikenttää ja estää jäähtyvää plasmaa virtaamasta takaisin tähden sisuksiin [25]. Pilkkuympäristöt ovat hieman viileämpiä kuin ympärillä oleva fotosfääri. Auringolla ero on noin 1000 K, M-kääpiöillä noin 200–500 K. Pilkkujen ympäristöön liittyy erittäin voimakkaita magneettikenttiä. Auringon radiaalinen, globaali magneettikenttä on voimakkuudeltaan noin 1 G (Gaussia), kun sen fotosfäärissä pilkkujen läheisyydessä paikallinen kentän voimakkuus voi olla jopa 3–4 kG [26].

Pilkkujen lisäksi pyörimisnopeus liittyy aktiivisuuteen. Tähdenvykymisen ja aktiivisuuden välinen riippuvuus tunnetaan hyvin. Nopeasti pyörivillä, nuorilla täh-

dillä on paljon pyörimismäärää jäljellä tähtijärjestelmän muodostumisprosessista. Auringontyyppisissä tähdissä magneettinen aktiivisuus laskee nopeasti, koska magneettiset tuulet hidastavat tähteä puhaltaessaan partikkeleita avaruuteen. Punaisilla kääpiöillä pyörimismäärä vähenee hitaammin. Punaiset kääpiöt pysyvät aktiivisena pidempään. [27]

Täysin konvektiivisilla tähdillä aktiivisuus ja pyörimisnopeus korreloivat erityisen vahvasti, tosin hyvin nopeilla pyörähtäjillä aktiivisuus ja pyörähdysaika ei korreloi [27]. Kaikki varhaiset M-kääpiöt, joiden pyörähdysaika on alle 26 päivää, ovat aktiivisia [28]. Toisaalta kaikki punaiset kääpiöt, joiden pyörähdysaika on alle 86 päivää, ovat aktiivisia.

Aktiivisten kääpiöiden aktiivisuusmaksimi havaitaan hieman epäintuitiivisesti optisesti sähkömagneettisesta vuosta, kun ne ovat himmeimmillään. Tällöin niiden pilkkupeitto on suurimmillaan ja pilkut saavat tähden näyttämään himmeämmältä. Toisaalta rauhallisilla tähdillä aktiivisuusmaksimi havaitaan, kun ne ovat kirkkaimmillaan. [29]

Pilkkupeittojen ymmärrys on hyvin tärkeää, koska ne vaikuttavat M-kääpiöiden kirkkauteen. Tähten kirkkaus on avainparametri muun muassa tähden kokoa määrittäessä, joten on keskeistä ymmärtää, millaisia ja miten suuria pilkkupeitot ovat. Niistä on paljon toisistaan poikkeavaa tutkimustietoa. 1960-luvulla havaittiin, että erään aktiivisen tähden pilkkupeitto voi olla jopa prosentin luokkaa [30]. Sittemmin on havaittu, että punaisilla kääpiöillä pilkkupeitto on tyypillisesti vieläkin suurempi, 1–10% [31]. M-kääpiöille on arvioitu jopa 20–50% pilkkupeittoa TiO-spektriviivoja mittaamalla [32]. Fotometrisillä mittauksilla ei ole saatu vastaavia tuloksia, mutta pilkkupeitto voi silti olla suuri. Näin suuret pilkkupeitot vaikuttavat jo paljon tähden koon arviointiin. Hiljattain vuonna 2020 varmistui suuresta joukosta eri tyyppisiä tähtiä, että punaisilla, aktiivisilla kääpiöillä on paljon amplitudivaihtelua valokäy-

rissä, mikä viittaa suuriin pilkkupeittoihin [33]. Yksi suurimmista amplitudeista on havaittu eräästä T Tauri - tyyppin tähdessä, jolloin magnitudin muutos oli 0.64, V410 Tau [42]. Näin suuret pilkkupeitot tähden kiekolla vastaavat jopa 20% peittoa.

### 1.1.3 Aktiivisuuden määritelmä ja aktiivisuussykli

Aktiivisuus voidaan määritellä kvantitatiivisesti. TiO-viivoja havaitsemalla aktiivisuutta voidaan mitata spektroskooppisesti lisäksi esimerkiksi kromosfääristä mitattavista  $H_{\alpha}$ -, K- ja CaII - viivaleveyksistä [34]. Toinen koronaan liittyvä aktiivisuusmittari on Rossbyn numero. Se määritellään konvektio- ja pyörähdysaika-kaalan osamääräksi [35]. Rossbyn numero on hyödyllinen mittari pyörimisajan ja aktiivisuuden korrelaation takia. Tyypillisesti Rossby-numeron konvektioaika-kaala määritetään röntgen-alueen havainnoilla [35]. Optisen alueen havainnoista on hyötyä, koska pilkun jaksosta voidaan helposti määrittää tähden pyörimisnopeus.

Syklin mittaaminen pelkästä optisesta fotometriasta on hankalaa, koska pitkän ajan kirkkausvaihtelut ovat pieniä. Pilkkujen tunnistaminen optisesti ei sinänsä riitä tähden aktiivisuussyklin mittaamiseen, koska pilkut ovat lyhyen aikaskaalan vaihtelua. Jotkut pilkut voivat olla hyvin pitkäikäisiä, ja pilkut häiritsevät pitkän kirkkaus- syklin havaitsemista. UV-alueen havainnot, joilla aktiivisuusvaihtelu on helpompi havaita, ovat aikaa vievää: havainnot rajoittuvat yhteen tai muutamaankin kohteeseen kerrallaan. Suuri aktiivisuus näyttäisi liittyvän lyhyempään aktiivisuussykliin. [36]

Aktiivisuusmittari fotometrisesti optisella alueella on tullut mahdolliseksi avaruus- kaukoputkien aikakaudella. Avaruuskaukoputket, kuten Kepler ja TESS ovat havain- neet taivasta 2000–2020-luvuilla [37]. Niiden instrumenteilla on voitu havaita saman- aikaisesti satojatuhansia kohteita, joten paljon fotometriaa on saatu erityyppisistä tähdistä. Tähtien pinnalla tapahtuvaa lyhyen ja pitkän aikaskaalan kirkkausvaihte- lua on päästy mittaamaan lyhyillä mittaväleillä, eli korkealla kadenssilla. Eräs uusi aktiivisuusmittari perustuu tähden pinnalla tapahtuvien lyhyen aikaskaalan muutos-

ten lukumäärään suhteessa pyörähdysperiodiin [38]. Metodi on esitelty tarkemmin luvussa kolme.

Fotometrisen optisen aktiivisuusmittarin etuna on, että se ei ota kantaa taustalla tapahtuviin prosesseihin. Rossbyn numeron määrittäminen riippuu osittain konvektiivisesta aikaskaalasta [35], minkä määrittely on vaikeaa ja riippuu tähden rakenteesta ja käytetystä mallista. Toisaalta kromosfäärin emissioviivamittauksissa viivaleveys riippuu paitsi aktiivisuudesta, myös tähden koostumuksesta [39]. Optisilla menetelmilläkin on heikkoutensa. Vaaditaan nimittäin kohde, joka on suhteellisen aktiivinen. Hiljaiselle tähdelle, jolla ei ole vaihtelua, ei voida määrittää aktiivisuutta [38]. Aktiivisuuden määrittely on tulevaisuudessa tarkempaa, kun tunnetaan paremmin aktiivisuussyklit ja lyhyen aikavälin aktiivisuusvaihtelut.

## 1.2 Pilkkujen tunnistus ja mallinnus

Tähdenpilkku voidaan tunnistaa, koska se muovaa tähdestä tulevaa sähkömagneettista säteilyä. Auringon lisäksi vain muutamien jättiläistähtien pinnan yksityiskohdita voidaan erottaa suorilla havainnoilla, eli erottaa kohde pistelähteestä (esim. [40], [41]). Pilkkun paikkaa ei siten voida suoraan määrittää ottamalla valokuvaa tähdestä. Pilkkun paikka ja liike voidaan kuitenkin epäsuorasti määrittää. Spektroskopiset ja spektropolarimetriset menetelmät nojaavat magneettikentän aiheuttamiin häiriöihin spektrissä, ja fotometriset puolestaan pinnan kirkkausvaihteluun.

### 1.2.1 Doppler kuvantaminen ja Zeeman Doppler kuvantaminen

Doppler kuvantaminen (DI) on metodi, jossa tähdenpilkkujen liike voidaan havaita fotosfäärin absorptioviivojen levenemisenä. Spektrejä otetaan tähden pyörimisliikkeen eri vaiheista, siten että kaikki tähden pinnat havaitaan. Keskimääräinen spektri muodostetaan havainnoista. Kun pilkku kulkee tähden pinnalla, se jättää jäljen spektriin. Suuret pilkkualueet ovat viileämpiä kuin ympäröivä fotosfääri, jo-

ten kontinuumissa näkyy merkki pilkusta. Koska pilkun säteittäisnopeus muuttuu, eli pilkkuympäristön säteily on doppler-siirtynyttä, häiriö kulkee viivaprofilin yli. Viivaprofiiliin simuloidaan malli, joka mahdollisimman hyvin kuvaa havaittua spektriä. Pilkkujen paikkaa tähden pinnalla voidaan tällä tavoin arvioida. [42]

DI sopii vain harvojen tähtien tutkimiseen. Kohteen säteittäisnopeuden pitää olla suuri, vähintään 15 km/s. Tällöin pyörimisliike dominoi havaittavaa viivalevenemistä. Lisäksi kohteen pitää olla kirkas, jotta signaalin ja kohinan suhde (SNR) on riittävän korkea signaalin havaitsemiseen. Esimerkiksi 1 km/s pyörimisnopeus noin  $0.2 R_{\odot}$  tähdelle vastaa noin kymmenen päivän pyörähdysaikaa, joka on parhaimmille spektrografeille herkkyysraja. Tätä hitaampien pyörähtäjien viivoissa esiintyy suurta epätarkkuutta. Toisaalta liian nopeasti pyörivät tähdet aiheuttavat spektriin häiriön, koska valotuksen aikana tähti ja pilkkualue ehtii pyöriä. Menetelmä sopii suurille, suhteellisen kirkkaille M-kääpiöille ja nopeille pyörähtäjille. [28]

Zeeman Doppler kuvantaminen (ZDI) perustuu Doppler-kuvaukseen ja Zeemanin ilmiöön. Mittaukset ovat spektropolarimetrisiä. Voimakkaisissa, epähomogeenisissa magneettikentissä absorptioviivat jakaantuvat useiksi viivoiksi. Useimmiten resoluutio ei riitä Zeeman-jakautuneiden viivojen erottamiseen, vaan jakautuminen havaitaan viivaprofilin levenemisenä. Viivaleveneminen on verrannollinen magneettikentän voimakkuuteen. Menetelmä sopii voimakkaiden pilkkuympäristöjen kartoitukseen. Zeeman-ilmiön jälki spektrissä on usein hyvin heikko, joten useimmille M-kääpiöille tarkkuus ei riitä sen havaitsemiseen. [42]

Zeeman-ilmiö voi jättää jälkeensä levenemisen lisäksi polarisaatiojäljen. Sitä voidaan hyödyntää pilkkukartoitukseen. Auringosta tiedetään, että pilkut esiintyvät pareina: matalilla latituteilla pilkku tulee hieman jäljessä korkeilla latituteilla olevaan pilkkuun verrattuna. Polarisaatiot ovat vastakkaiset, joten differentiaalirotaation takia jäljen voi havaita. Polarisaatiokomponentit voidaan saada aikasarjasta. Paras malli,

joka voisi esittää mallia, sovitetaan havaintoihin. [42]

ZDI:n metodin taustalla on havaittavan vuon polarisaatio, joka voidaan jakaa Stokes V ja I polarisaatioprofiileihin. Yleensä suurin osa magneettikenttien voimakkuudesta jää havaitsematta, koska paikallisilla magneettikentillä on vastakkainen polarisaatio, ja ne kumoavat toisensa [42]. Voi olla, että voimakkaat, voimakkuudeltaan usean kG:n kentät ovat jakaantuneet tasaisesti M-kääpiön pinnalle [7]. Siksi ne jäävät havaitsematta. ZDI:llä ei siten voida saada tarkkaa kuvaa pilkkukonfiguraatiosta, vaan ainoastaan tietoa suurista pilkkuryhmistä [32]. Spektropolarimetrisissä mittauksissa noin 15% kääpiötähden kokonaismagneettikentästä tulee globaalista kentästä, ja jopa 85% pinnan voimakkaista, paikallisista magneettikentistä. Osuus voi olla vieläkin suurempi: voi olla, että M-kääpiöistä vain 0,5% magneettikentän kokonaisenergiasta voidaan havaita Stokes V-profilista [42]. Konvektiivisella rajalla olevista kääpiöistä sama Stokesin parametriosuus on noin 2,5%, joten ZDI sopii paremmin täysin konvektiivisiin tähtiin kuin osin konvektiivisiin.

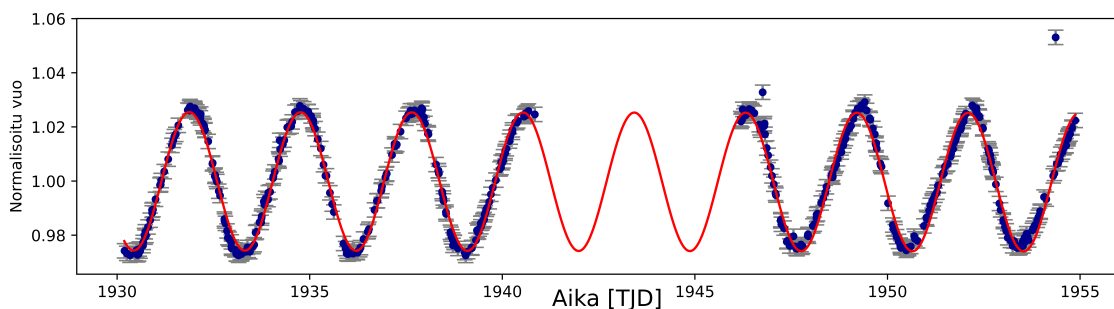
ZDI:n metodi on heuristinen. Ideana on etsiä paras pilkkukonfiguraatiomalli sopimaan havaittuun dataan. Menetelmä on kyseenalainen: Voisiko jokin toinen kollektiivinen ilmiö aiheuttaa samanlaisen häiriön viiva- tai polarisaatioprofiiliin? Voiko esimerkiksi usean pienen pilkun ryhmä aiheuttaa samanlaisen jäljen kuin yhden suuren? Ratkaisut eivät ole yksikäsitteisiä! M-kääpiöiden pilkkujakauma tähden kiekolla saattaa olla tasainen ja satunnainen [7] [43]. Varhaisten M-kääpiöiden pilkkujakauma on tasaisempi kuin muiden pääsarjan tähtien, joten pilkkukonfiguraatioiden selvittämiseen tarvitaan lisää havaintoja M-kääpiöiltä [32]. G- ja K-sarjan aktiivisten kääpiöiden TiO-mittauksia ei voi verrata M-kääpiöihin, sillä matalemmissa lämpötiloissa nämä molekyyliiviivat ovat tasaisia [43]. Pilkkukontrastit ovat usein punaisilla kääpiöillä pienempiä kuin suuremmilla tähdillä: lämpötilaero pilkun ja muun pinnan välillä voi olla vain 200–300 K, mikä pienentää mahdollisuutta havaita pilkku [32].

Lisäksi pilkkuryhmät saattavat olla vain hiukan suurempia kuin itse pilkut, mikä haittaa DI- ja ZDI-tomografiakarttoja, koska niiden erotuskyky on huono ja perustuu muutamaaan suureen alueeseen. Spektropolarimetrisillä menetelmillä on paljon rajoituksia.

Tiivistetysti ZDI-kuvantamisesta on hyötyä: Kun tutkitaan suuria pilkkuja, joita voidaan tutkia fotometrisesti samanaikaisesti, voidaan saada tietoa pilkkukonfiguraatiosta. Menetelmä sopii hyvin punaisiin kääpiöihin, joihin täyttyy DI-kuvauksen ehdot. Eräs keskeinen tulos on varmistettu fotometrisesti ja spektropolarimetrisesti: täysin konvektiiviset tähdet ovat dipolaarisia kenttärakenteeltaan. Koska pilkut ovat navoilla, niiden pinta-aktiivisuuden täytyy olla syy dynamokenttärakenteeseen [22],[44]. Toisaalta varhaisten M-kääpiöiden pilkut näyttäisivät sijaitsevan tasaisemmin tähden kiekolla ja ryhmittyvän ekvaattorin ympärille, kuten Auringolla [44].

### 1.2.2 Fotometriset havainnot

Pilkku tai pilkut havaitaan valokäyrän vuon vaihtelusta. Pilkut ovat ympäristöään tummempia kohteita. Kun ne ovat tähden näkyvällä pinnalla, ne säteilevät ympäristöään heikommin. Valokäyrässä havaitaan silloin matalampi vuo. Pilkun kulkiessa kiekon yli ja tähden taakse vuo kasvaa. Pilkku voidaan havaita tähden säännöllisestä kirkkausvaihtelusta. Kuvassa 1 on DT Virginis – tähden valokäyrä, joka on muodostettu TESSin havainnoista. Dataa on ohennettu hieman eli jätetty pois, jotta mittapistet erottuvat selvemmin. Kirkkausvaihtelusta voidaan päätellä, että pinnalla on todennäköisesti hyvin suuri pilkku tai -ryhmä, koska vaihtelu näyttäisi olevan jaksollista. Täysin jaksollinen vaihtelu viittaisi napapilkkuun, joka on koko ajan näkyvillä [45]. M-kääpiöiden pilkut ovat usein pitkäikäisiä, ja ne ovat suuria. Fotometrinen metodi sopii siksi pyörähdysajan määrittämiseen hyvin. Suuret pilkut voivat pysyä muuttumattomina jopa vuosia. Esimerkiksi tähden pyörähdysajan määrittämiseen ei siten usein tarvita spektroskooppisia havaintoja, vaan pilkun mallinnus riittää. Dif-



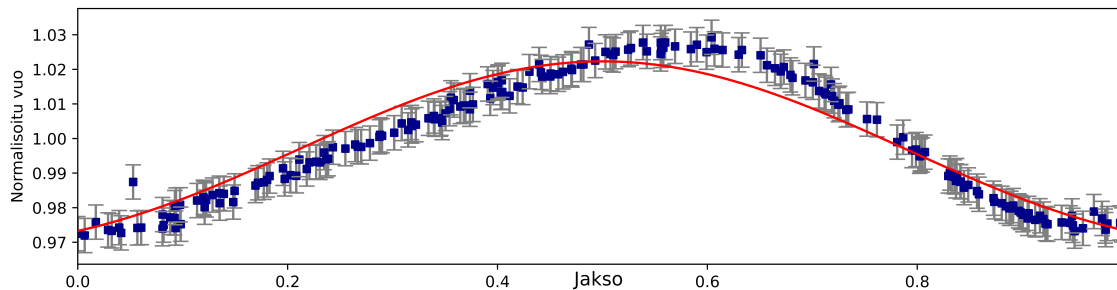
Kuva 1: DT Virginiksen ohennettu valokäyrä ja sinimuotoinen sovituskäyrä (punaisella). Aika-akselilla yksikkönä on barysentriäinen juliaaninen päivä (BJD–2457000), ns. TESSin juliaaninen päivä TJD, ja kirkkaus on esitetty normalisoituna vuona.

ferentiaalirotaation takia polaaripilkut pyörivät hieman hitaammin kuin ekvaattoripilkut, joten pyörimisjaksoa määrittäessä voidaan ottaa huomioon latitudi. [45]

Tähden pyörimisakselin inkliinaatio ei yleensä ole 0 astetta, eli tähti on usein kallellaan havaitsijan suhteen. Pilkkujen esiintymislatitudit vaihtelevat ja M-kääpiöiden koon määrittäminen on vaikeaa. Siksi pilkkujen kokoa voi olla vaikea määrittää. Differentiaalirotaatio voi lisäksi muuttaa pilkun kokoa ja muotoa, jos pilkku on suuri ja levinnyt useille latituteilla [45]. Täysin konvektiivisille tähdille on esitetty, että niissä differentiaalirotaatiota ei juuri esiinny, joten pilkut voivat säilyttää muotonsa pitkään. Koska pilkut ovat korkeilla latituteilla, kirkkautta tutkimalla voidaan tutkia ilman jaksollisuuden menettämistä valokäyrissä. Ehtona on, että napa-alue on koko ajan näkyvillä, eli tähti on sopivasti kallellaan kohti Maata [22].

Valokäyrän muotoon vaikuttaa tähden pilkkukonfiguraatio. Kuvassa 2 on kuvan 1 valokäyrä, mutta laskostettuna vaiheen funktioksi parhaan sovituksen mukaan. Data ei sovi kovin hyvin sinusoidiseen malliin. Vaiheen alussa havaitaan hitaampi nousu, ja loppuvaiheessa jyrkkä lasku. Jaksollinen rakenne on edelleen olemassa, mutta se ei sovi yhteen sinusoidiin. Todennäköisesti kyseessä on kahden pilkun superpositio. Pilkkupari kulkee kiekolla eri latituteilla hieman eri vaiheessa mutta samalla nopeudella. Ilmiö on tuttu auringonpilkuista. Toinen pilkuista on vaihesiirtynyt ja

kulkee lähellä vastakkaista latitudia [46]. Kahden pilkun malli voisi sopia dataan paremmin. Aktiivisilla tähdillä saattaa olla suuria pilkkuryhmiä ja useita pilkkuja eri



Kuva 2: Kuvan 1 dataa laskostettuna vaiheen funktioksi. Mallina on yksi sinusoidinen jakso.

latitudeilla. Spektropolarimetrian nojatessa havaintoihin magneettikentistä pienet kenttätopologiat jäävät havaitsematta, mutta fotometrisesti pilkut voidaan erottaa. Pilkkujen kiertonopeus tähden ympäri voi vaihdella, joten pilkut voidaan erottaa jopa latitudeittain. Ainoa ehto on, että pilkut tai pilkkualueet ovat riittävän suuria ja tähden pinta riittävän viileä. Punaiset kääpiöt sopivat siksi erinomaisesti TESSin kohteiksi.

### 1.3 Roihupurkaukset

Roihupurkaukset ovat tähden aktiivisuuden liittyviä lyhyen aikaskaalan ilmiöitä, joissa tähden pinnalla, kromosfäärissä ja koronassa tapahtuu äkillinen kirkastuminen. Purkaukset liittyvät magneettisen aktiivisuuden, ja Auringolla niiden on havaittu tapahtuvan pilkkuympäristöjen voimakkaissa magneettikentissä. Roihu syntyy, kun plasma kuumenee nopeasti miljooniin kelvin-asteisiin magneettisen energian muuttuessa lämmöksi. Elektronit ja protonit kiihtyvät magneettikenttäviivoja pitkin lähes valonnopeuteen ja emittoivat sähkömagneettista säteilyä laajalla spektrillä. Yleisesti arvellaan, että magneettisten kaarikäytävien rekonnektioprosessit, eli magneettisten kenttäviivojen katkeaminen kiihdyttää hiukkasia. Auringon roihupur-

kausten on havaittu joskus syntyvän magneettisten kaarien rekonnektioprosesseissa. Tämän on jopa arveltu osaltaan kuumentavan tähden koronaa. [47]

Purkauksessa vapautuu lyhyessä ajassa, muutamista minuuteista muutamiin tunteihin, paljon energiaa. CME-purkauksia havaitaan usein Auringon roihujen yhteydessä. Niitä ei tässä tutkielmassa käsitellä enempää, koska havaintoja muiden tähtien purkauksista on hyvin vähän [48]. Auringolle tyypillisissä roihupurkauksissa vapautuu noin  $10^{30}$  erg, ja suurissa noin  $10^{31}$  erg energiaa. Ne säteilevät teholla, joka voi olla korkeintaan prosenttien suuruusluokkaa Auringon bolometrisestä säteilytehosta eli luminositeetista. Suurissa purkauksissa hetkellinen luminositeetti voi olla paljon suurempi, jopa suurempi kuin Auringon bolometrinen luminositeetti,  $10^{33}$  erg/s. Suurin Auringolta havaittu purkaus oli vuonna 1859, joka tunnetaan nimellä Carringtonin tapaus (Carrington event). On arvioitu, että purkauksen kokonaisenergia oli jopa  $5 \cdot 10^{34}$  erg. [49]

Suurin osa energiasta vapautuu avaruuteen röntgen- ja gammasäteilyalueella, joten Aurinko kirkastuu merkittävästi näillä aallonpituuksilla. Optisella alueella kirkastuminen on vaikeampi, ja paljain silmin mahdoton, havaita. Perinteiset roihupurkaushavainnot perustuvat perinteisesti röntgen- ja UV-säteilyn mittaukseen. Auringon roihut ovat havaittavissa kaukoputkella faculaa eli pimeää taustaa vasten myös optisella alueella. [47]

Ehkä hieman yllättäen pienillä, aktiivisilla tähdillä havaitaan hyvin voimakkaita purkauksia. Ne voivat olla jopa miljoona kertaa voimakkaampia kuin Auringon suurimmat roihupurkaukset [50]. M-kääpiöissä optisen alueen emissio on niin merkittävää, että roihupurkauksen maksimivuo voi olla jopa 95% tähden kirkkaudesta. Optiset ja lähi-infrapuna-avaruuskaukoputket sopivat siksi hyvin havaitsemaan roihupurkauksia. Keplerin datasta on löydetty vuonna 2012 kohde, jonka vapauttama energia oli  $10^{37}$  erg pelkästään optisella alueella [51]. Carringtonin tapaus on höyhensarjalainen

siihen verrattuna, vaikka aiheutti Maan päällä vaurioita lennättimiin. Modernina aikana Carringtonin purkaus todennäköisesti aiheuttaisi laajoja häiriöitä tieto- ja sähköverkkoihin [49].

Voimakkaaseen purkausmekanismiin liittyy ehkä pienten tähtien voimakas konvektiivinen kuori. Toisaalta hiljattain on havaittu, että hyvin kuumat ja suuret A-tyypin tähdet, joilla on vain pieni konvektiivinen kerros ja heikkoja paikallisia magneettikenttätopologioita, purkautuvat myös voimakkaasti [52]. Mekanismi suurten tähtien roihupurkauksissa voi siten olla hieman erilainen kuin aktiivisten M- ja K-kääpiöiden roihuissa. Jo 1990-luvulla arveltiin, että M-kääpiöiden roihupurkausaktiivisuus johtuu turbulentista dynamosta [53]. Se olisi loogista, sillä myös osa rauhallisista M-kääpiöistä purkautuu säännöllisesti.

Roihupurkauksia on yritetty ennustaa, mutta tuloksetta. Mekanismeja, joilla roihupurkaukset syntyvät, pitää ymmärtää paremmin, jotta ennustaminen olisi mahdollista. Roihupurkausten tilastollinen tutkimus voi siksi valottaa roihupurkausten luonnetta. Se on melko uusi tutkimusala, koska aiemmin pitkiä aikajaksoja suurelle määrälle tähtiä ei voitu havaita. TESSin ja Keplerin datasta tilastollista analyysiä on viime vuosina tehty [54] [55]. Eräs tapa mitata purkausten säännöllisyyttä optisesti on FFD-luku (Flare frequency distribution) [56]. Pelkkä kromosfäärispektristä havaittu  $H\alpha$ -indikaattori ei voi ennustaa purkausaktiivisuutta, koska myös rauhalliset kääpiöt purkautuvat voimakkaasti. Niiden kromosfääristä ei havaita viivalevenemistä. FFD sopii hyvin mittariksi, kun roihupurkaukset ovat havaittavissa. Aurinگونkaltaisille tähdille FFD:tä ei voida määrittää, koska optisella alueella purkaukset ovat tuskin havaittavia avaruuskaukoputkille [56].

Purkausaktiivisuutta on voitu arvioida Auringolle sekä suorista että epäsuorista havainnoista. Hiilen  $C^{14}$  - isotooppipitoisuusmittaukset ovat osoittaneet, että Auringolla on ollut suuri purkaus noin 11 000 vuotta sitten. Se on ollut mahdollisesti

voimakkaampi kuin Carringtonin tapaus. Auringonkaltaisille, yli 10 päivän pyörähdyksjakson G-kääpiölle on ennustettu, että  $\sim 10^{35}$  erg purkaus tapahtuu noin kerran 10 000 vuodessa,  $\sim 10^{34}$  erg purkauksia yksi 800 vuodessa ja pienempiä useammin. Tarkkoja purkaushetkiä ei voida ennustaa. Suuret pilkkuryhmät ja aktiivisuussyklin huippu nostavat suurten purkausten riskiä. [57]

Roihustatistiikasta on selvinnyt, että täysin konvektiiviset ja nuoret tähdet purkautuvat kaikkein tiheimmin [55]. Vanhoista pallomaisista tähtijoukoista on varmistunut, että vanhat tähdet purkautuvat harvemmin [58]. G- ja K-sarjan kääpiöissä raja on selvempi kuin M-kääpiöissä. Viileämmät tähdet purkautuvat pidempään eikä ikä-aktiivisuusrelaatio ole niin vahva.

Hiljaiset M-kääpiöt purkautuvat harvemmin kuin aktiiviset. Jo ennen avaruuskaukoptukien aikaa havaittiin, että varhaiset M-kääpiöt purkautuvat korkeammilla energioilla kuin konvektiivisella rajalla olevat M-kääpiöt, mutta harvemmin. Suurimmat roihupurkaukset suhteessa tähden kokoon ovat täysin konvektiivisilla aktiivisilla tähdiltä. [59]

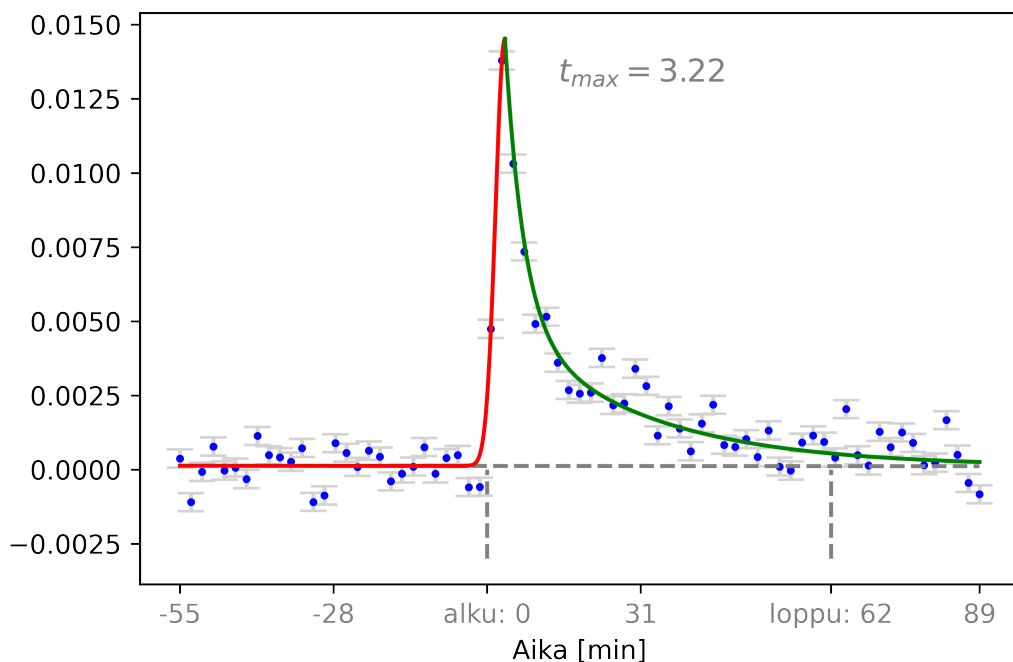
Auringon roihupurkauksista tiedetään, että purkaukset tapahtuvat lähellä pilkkuryhmiä. Täysin konvektiivisten tähtien roihupurkaukset tapahtuvat siten todennäköisesti navoilla [22]. Havainnot on varmistettu spektropolarimetrisin mittauksin ZDI-kuvantamisella [44]. Jos inkliinaatio on sopiva, roihuja voidaan havaita kaikissa pilkun vaiheissa. Toisaalta varhaisen tyyppin kääpiöillä tähdenpilkut tai pilkkuryhmät saattavat olla tasaisesti levittäytyneenä pitkin ekvaattoria, jolloin roihuja voidaan havaita tasaisesti [60]. On havaittu, että toisinaan suuret roihut eivät liity pilkkuympäristöihin lainkaan. Pienissä purkauksissa Keplerin datasta on havaittu jonkin verran korrelaatiota [61], mutta tulokset ovat kyseenalaisia: Kiekon reunalla tapahtuvat purkaukset jäävät havaitsematta, jos ne ovat pieniä. Harha vahvistaa korrelaatiota [60]: Suuret purkaukset näkyvät helpommin vasten faculaa, joten niil-

tä korrelaatio voidaan havaita, jos sitä on. Toisaalta jos datassa on polaaripilkkuja, roihun suhde pilkun vaiheeseen tulkitaan helposti väärin. Useissa tutkimuksissa on havaittu, että oli pilkkupeitto suuri tai pieni, aktiivisten tähtien purkausten ja pilkkuvaiheiden välillä ei ole korrelaatiota [22] [62]. Ehkä M-kääpiöiden roihut eivät välttämättä tapahdu pilkkuympäristöissä! Hypoteesi on ristiriitainen, koska suuriin roihuihin tarvitaan voimakkaita magneettikenttiä, joita esiintyy vain pilkkuympäristöissä.

### 1.3.1 Morfologia

Roihupurkausten rakenne ajan funktiona – morfologia – riippuu pilkkuympäristön magneettikentän voimakkuudesta, havaittavasta aallonpituudesta ja purkauksen suuruudesta. Optisella alueella morfologia vaihtelee laajasti, mutta UV- ja röntgenalueella muoto on yleensä samantyyppinen purkausenergiasta riippumatta [63].

Tyypillinen, klassinen roihupurkausrakenne on voimakas eksponentiaalinen kirkastuminen muutamien sekuntien aikaskaalassa. Sitä seuraa hitaampi eksponentiaalisen laskun vaihe, joka voi kestää joitain tunteja. Kuvassa 3 on esimerkki eräästä tutkielmassa mallinnetusta purkauksesta. M-kääpiöiden purkauksissa suurin osa säteilyn energiasta saattaa tulla optisella alueella, joten rakenteen selvittäminen on tärkeää kokonaisenergian selvittämiseksi. Purkausten voimakkuus puolestaan vaikuttaa tähden lähiympäristöön, joten purkauksia ymmärtämällä ymmärretään myös lähellä kiertävien eksoplaneettojen olosuhteita. [64] Optisella alueella roihupurkaus ei välttämättä ole rakenteeltaan klassinen. Kirkastumista voi seurata useita kirkastumisia ja huippuja, ja maksimi saavutetaan vasta kymmenien minuuttien kuluessa [64]. Kirkastumisvaihetta sanotaan tällöin kompleksiseksi [54]. Auringosta tiedetään, että kompleksinen kasvuvaihe johtuu suuresta syntyalueesta [65]. Purkausalue ei ole pistemäinen, ja purkausnopeus tähden pinnalta riippuu lämpötilasta. Tällöin purkaus voi tapahtua hitaammin toiselta alueelta kuin toiselta.

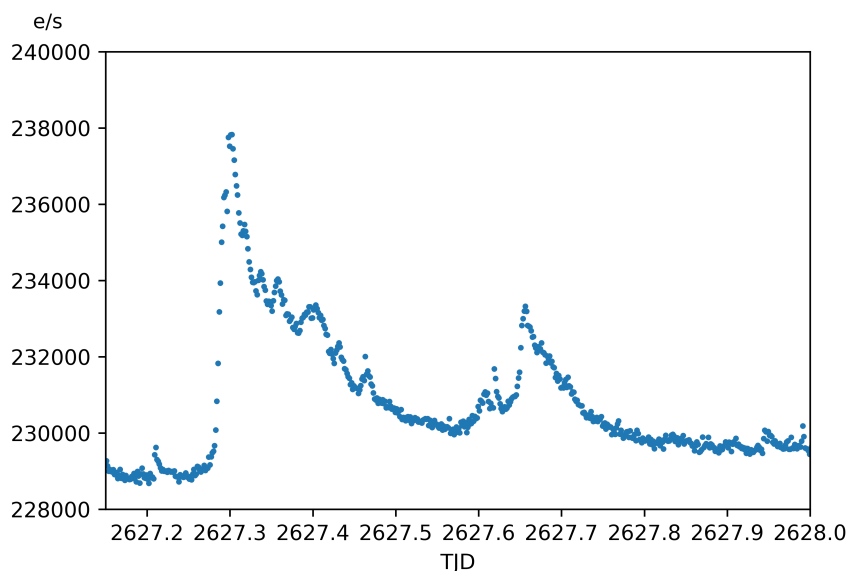


Kuva 3: Eräs roihupurkaus mallineen. Lähes asymptoottista kirkastumisvaihetta seuraa pitkä jäähtymisjakso.

Eräs hyvin tunnistettava kompleksinen morfologia on kvasiperiodinen pulsaatio (QPP) [54]. Ilmiö on varsin yleinen, mutta syntymekanismista ei olla varmoja. Se liittyyne magneettikenttien rekonnektioprosesseihin kromosfäärissä pilkkuympäristöjen yllä [65]. Koska voimakkaat purkaukset voivat olla satojatusiansia kertoja Auringon purkauksia voimakkaampia, on muitakin syntymekanismeja esitetty [66]. Voi olla, että asteroseismiset prosessit, tähdenjäritykset, aiheuttavat purkauksen kompleksisen rakenteen. Purkauksessa vapautuvat korkeaanergiset prosessit aiheuttavat jaksollista rekonnektiota koronan magneettisilmukoissa, joka havaitaan QPP-rakenteena.

Optisella alueella QPP:lle tyypillinen rakenne on monimutkainen. Kuvassa 4 on esimerkki QPP-rakenteesta. Valokäyrässä on kirkastumisen jälkeen kvasiperiodista vaihtelua. Jaksojen pituus vaihtelee sekunneista kymmeneen minuutteihin. Optisen alueen QPP havaitaan vain voimakkaissa purkauksissa, jollaisia Auringolta ei ole

havaittu. Silti morfologian syntymekanismi saattaa olla sama voimakkaissa ja heikommissa purkauksissa. [66]



Kuva 4: Eräs työssä löydetty roihupurkausehdokas, jolla on hyvin kompleksinen rakenne. Ensin purkauksella on kompleksisia alirakenteita ennen nousua. QPP-rakenne on oskilloivaa kirkastumista vaimenemisvaiheessa. Lopussa vielä peak - bump rakenne. Vuon yksikkönä on elektronia / sekunti.

Erään hypoteesin mukaan QPP koostuu useista eriaikaisista klassisista purkauksista, ja siksi niitä mallinnetaan klassisten purkausmallien superpositioidina. QPP:lla on tällöin jaksollinen rakenne, joka voidaan hajottaa alipurkausten komponentteihin. Toisaalta on epäselvää, johtuuko periodinen rakenne pitkästä kadenssista tai miten paljon kadenssi vaikuttaa näennäiseen rakenteeseen. [54]

Muitakin morfologioita on. Peak-bump – rakenne on roihupurkauksen muoto, jossa purkaus vaimenee, mutta kirkastuu hetkeksi uudelleen. Tällekin ilmiölle ei tunneta varmaa syntymekanismia, mutta sen arvellaan olevan vain toisen purkauksen aiheuttama kirkastuminen samassa pilkkuympäristössä. Toisaalta se voi olla QPP:n alityyppi [65]. Flat top – rakenne puolestaan on morfologia, joka ei välttämättä

ole todellinen. Kirkastumisen ja vaimenemisen välissä oleva lattea alue voi johtua kadenssista ja olla pelkkä harha [54]. Liian pitkä kadenssi vaikeuttaa yleisesti morfologian selvittämistä.

## 1.4 Eksoplaneetat ja aktiivisuus

Keplerin datasta löydettiin 2010-luvulla tuhansia eksoplaneettoja. Aineistosta on arvioitu, että M-kääpiöillä on keskimäärin noin yksi kiviplaneetta, jonka kiertoaika on pienempi kuin 50 päivää, kiertolaisenaan [67]. Joidenkin arvioiden mukaan luku voi olla suurempi: niillä voi olla jopa kaksi lyhyen kiertoajan kivi- tai meriplaneetta. Luvuissa on paljon vaihtelua, joten todellinen luku on ehkä välillä 1–4. Joka tapauksessa M-kääpiöillä näyttäisi olevan Maan kokoluokan kiertolaisia varsin usein [68].

Elämän merkkejä on etsitty M-kääpiöiden lähikiertolaisilta, koska ne ovat helposti havaittavia, ja kiertävät emotähteään elinkelpoisella vyöhykkeellä. Tämä kultakutrivyöhyke on alue tietyllä etäisyydellä tähdestä, jolla vesi voi esiintyä nestemäisenä. Auringolla vyöhyke sijaitsee suunnilleen Venuksen ja Marsin ratatäisyyksien välissä. Yleisesti ajatellaan, että maankaltaista elämää voisi esiintyä planeetalla, joka sijaitsee elinkelpoisella vyöhykkeellä.

M-kääpiöiden kultakutrivyöhyke on hyvin lähellä tähteä, koska ne ovat pienempiä kuin K- tai G-sarjan kääpiöt. Lyhyt etäisyys emotähteen helpottaa fotometrisiä ja spektroskooppisia eksoplaneettahavaintoja: lähellä kiertäviltä planeetoilta havaitaan suuremmalla todennäköisyydellä ylikulkuja kuin kaukana kiertäviltä. Ylikulku on tähden himmeneminen eksoplaneetan kulkiessa emotähden kiekon yli, mikä voidaan havaita fotometrisesti. Toisaalta tähden huojunta planeetan ja tähden massakeskipisteen ympärillä voidaan spektroskooppisesti havaita helpommin, kun planeetta on lähempänä. [69]

Elinkelpoisen vyöhykkeen määritelmä voi olla hatara punaisille kääpiöille. Roihupurkausten voimakkuus saattaa kyseenalaistaa planeetan elinkelpoisuuden. Voimakkaat, jaksolliset roihupurkaukset saattavat tuhota planeetan otsonikerrosta. Otsonikerros suojaa eliöille haitalliselta UV-säteilyltä. Toisaalta ionisoiva UV-säteily saattaa osaltaan tehostaa prebioottista kemiaa muodostamaan elämän käyttöön ja syntyyn tarvittavia molekyylejä. [54]

RNA- ja DNA-molekyylit ovat alttiita ionisoivalle UV-säteilylle. UV-alueella havaintoja aktiivisten tähtien roihupurkauksista on vain muutamia, joten UV-säteilyn tehoa joudutaan arvioimaan optisista roihupurkaushuipuista. Täysin konvektiivisilla kohteilla roihupurkaukset saattavat tapahtua enimmäkseen korkeilla latitudeilla, joten jotkut planeetat saattavat säästyä purkauksilta, riippuen planeetan ratatasosta. [54] [22]

Purkausten kokonaisenergia ei välttämättä määrittele täysin roihun kykyä tuhota otsonikerrosta. Jaksollisuus ja purkauksen maksimiteho tai impulssi voi olla parempi mittari. Kokonaisenergioille on arvioitu, että  $\sim 10^{35}$  erg saattaisi riittää tuhoamaan maankaltaisen planeetan otsonikerroksen [70]. Optisella alueella näin voimakkaita purkauksia on havaittu vain muutama. Mallit ovat vielä hyvin puutteellisia ja lisää havaintoja tarvitaan. Yleisesti yhtä mieltä ollaan siitä, että  $10^{34}$  erg purkaukset UV-alueella eivät riittäne tuhoamaan maankaltaista otsonikerrosta. Toisaalta on ehdotettu, että jatkuva roihupurkaus ja CME-altistus johtaa otsonikatoon. Roihupurkauksen maksimitehon vaikutuksista on vain spekulatiivisia arvioita, koska maksimi-intensiteetin suhde optisen ja UV-alueen välillä on melko kyseenalainen. [54]

Taulukko I: Tietoja valituista kohteista.

Kohde		AD Leonis	DT Virginis	AU Microscopii	Proxima Centauri
	Suure, [Yksikkö]				
Tyyppi		M3.5Ve [1a]	M0.5 [8a]	M1Ve [15a]	M5.5Ve [19a]
Rektaskensio	[h:m:s]	10:19:36.3 [2a]	13:00:46.6 [9a]	20:45:09.5 [16a]	14:29:42.9 [16a]
Deklinaatio	[°, ', '' ]	19:52:12.1 [2a]	12:22:32.7 [9a]	-31:20:27.2 [16a]	-62:40:46.2 [16a]
Magnitudi	$m_V$	9,32 [3a]	9,79 [10a]	8,73 [15a]	10,43–11,11 [20a]
Etäisyys	$d$ [pc]	$4,965 \pm 7e-5$ [4a]	$11,51 \pm 0,02$ [9a]	$9,714 \pm 0,002$ [9a]	1,302 [9a]
Massa	$M_\odot$	0,39–0,42 [4a]	$0,553 \pm 0,007$ [11a]	$0,50 \pm 0,03$ [17a]	$0,122 \pm 0,002$ [21a]
Säde	$R_\odot$	0,39 [5a]	$0,473 \pm 0,021$ [12a]	$0,75 \pm 0,03$ [17a]	$0,154 \pm 0,004$ [21a]
Lämpötila	$T_{\text{eff}}$ [K]	$3390 \pm 19$ [6a]	$3484 \pm 50$ [12a]	$3700 \pm 100$ [17a]	$3042 \pm 117$ [22a]
Ikä	Ma	25–300 [1a]	400–800 [8a]	$22 \pm 3$ [17a]	4850 [23a]
Periodi	[d]	$2,24 \pm 0,01$ [7a]	2,89 [14a]	4,85 [18a]	82,6 [23a]
Havainto-	1	30.01.22 –	21.03.20–	26.07.18–	25.04.19–
jaksot		25.02.22	15.04.20	22.08.18	20.05.19
	2			05.07.20–	21.05.19–
				30.07.20	18.06.19
	3				29.04.21–
					26.05.21

## 2 Valitut kohteet

Kohteet valittiin TESSin havaintoaineistosta. Syitä on useita. Roihupurkauksiin tarvitaan mahdollisimman korkean kadenssin aikasarjoja. Toisaalta haluttiin mahdollisimman pitkiä yhtäjaksoisia aikasarjoja, jotta roihuaktiivisuutta ja pilkkujaksoja voitiin tutkia. Avaruuskaukoputket pystyvät lisäksi parempaan tarkkuuteen kuin Maan pinnalla, koska ilmakehä ei häiritse havaintoja. TESSin fotometrinen tarkkuus on noin 50 ppm TESSin magnitudilla 9–15. Tällä välillä on suurin osa lähellä sijaitsevista M-kääpiöistä [37].

TESS on tehnyt havaintoja vuodesta 2018 alkaen. Sen tehtävänä on ollut havaita noin 85% taivaasta, jokaista sektoria vähintään yhden 26 päivän sarjan. TESSiä

on sanottu avaruuskaukoputki Keplerin seuraajaksi, koska sen tehtävä on samankaltainen: eksoplaneettojen löytäminen. Keplerin tapaan TESSin etuna on pitkien aikasarjojen mittaaminen samanaikaisesti sadoistatuhansista kohteista.

Kohteiksi valittiin neljä eri tyyppistä M-sarjan kääpiötä. Analysoitavat TESSin valokäyrät ladattiin Mikulskin avaruuskaukoputkiarkistosta (MAST archive) [71]. Taulukkoon 1 on koottu keskeisiä tietoja kohteista ja alla on lyhyt yhteenveto kohteista. Tähän tutkielmaan kohteista kaikkia on havaittu 2 minuutin kadenssilla. Puolella kohteista on useampi kuin yksi noin 26 päivän mittainen havaintosarja.

*AD Leonis* on erittäin aktiivinen roihutähti. Sen aktiivisuutta on mitattu röntgen-alueesta lähi-infrapuna-alueelle. Se on pääsarjassa oleva tähti. AD Leoniksen purkausfrekvenssiksi on arvioitu jopa 10 000 roihupurkausta ( $> 10^{31}$  erg) vuodessa. [72]

*DT Virginis* on nuori kaksoistähtijärjestelmä. Toinen tähdistä on selkeästi pienempi, ja se saattaa olla ruskea kääpiö. Jompikumpi tähdistä on magneettisesti hyvin aktiivinen. Järjestelmästä ei ole havaittu muita kiertolaisia. [73]

*AU Microscopii* on aktiivinen punainen kääpiö, jota on havaittu hyvin laajalla kaisalla: havaintoja on tehty radioaallonpituuksien ja röntgen-aallonpituusalueen väliltä. Siltä on varmistettu kaksi eksoplaneettaa. Järjestelmä on niin nuori, että sillä on selkeä kertymäkiekko. Optisella alueella voidaan siksi havaita vain kertymäkiekosta sironnutta valoa. [8]

*Proxima Centauri* on analysoiduista kohteista vanhin ja pienin. Se on samalla Aurinkoa lähin tähti ja täysin konvektiivinen rakenteeltaan. Se kiertää kaksoistähtijärjestelmää. Se on syntynyt samoihin aikoihin Auringon kanssa. Sen pyörimisnopeus on pudonnut ajan kuluessa, mutta aktiivisuus ei, mikä on tyypillistä täysin konvektiivisille punaisille kääpiöille. Roihupurkausten ansiosta sen röntgen-säteilyn taso on

samaa tasoa Auringon kanssa, vaikka luminositeetiltaan se on 0,17 % Auringosta. Sillä tiedetään olevan ainakin kaksi eksoplaneettaa kiertolaisenaan, joista toinen on mahdollisesti elinkelpoisella vyöhykkeellä. [74]

## 3 Data-analyysi

### 3.1 Lomb-Scarglen periodogrammi

Periodogrammi on spektrianalyysityökalu, joka voidaan johtaa diskreetistä Fourier-muunnoksesta [75]. Periodogrammilla voidaan mitata, onko datassa havaittavaa sinimuotoista vaihtelua. Periodogrammi on muotoa

$$P_X(\omega) = \frac{1}{N_0} \left| \left( \sum_j X_j \cos \omega t_j \right)^2 + \left( \sum_j X_j \sin \omega t_j \right)^2 \right|, \quad (1)$$

missä  $X_j, j = 1, 2, \dots, N_0$  on mitatut pisteet,  $N_0$  havaintojen määrä,  $t_j$  aika ja  $\omega$  kulmataajuus. Klassinen periodogrammi olettaa, että mittausajat ovat tasaisesti jakautuneet. Tämä ei usein ole totta: kohteita saatetaan havaita useina öinä useiden viikkojen tai vuosien ajan epätasaisilla mittausväleillä. Tasaiset mittausvälit suosivat myös taajuuksien laskostumista: Suuret taajuudet aiheuttavat paljon laskostumista pienemmille taajuuksille, jolloin periodogrammin häiriöt kasvavat [76].

Lomb-Scarglen periodogrammi (LS-periodogrammi) on eräänlainen korjaus klassiseen periodogrammiin [77] [78]. Se määrittää korjaamalla aikatermiä muuttujalla  $\tau$ , jolloin periodogrammi ei ole enää herkkä epätasaisille mittausväleille. LS-periodogrammi saa muodon

$$P_X(\omega) = \frac{1}{2} \left( \frac{(\sum_j X_j \cos \omega(t_j - \tau))^2}{\sum_j X_j \cos^2 \omega(t_j - \tau)} + \frac{(\sum_j X_j \sin \omega(t_j - \tau))^2}{\sum_j X_j \sin^2 \omega(t_j - \tau)} \right), \quad (2)$$

missä

$$\tau = \frac{1}{2\pi\omega} \tan^{-1} \frac{\sum_j \sin(2\pi\omega t_n)}{\sum_j \cos(2\pi\omega t_n)}. \quad [78] \quad (3)$$

LS-periodogrammin etuna on, että spektristä voidaan muodostaa statistiikka, joka on  $\chi^2$  jakautunut. Gaussisesti jakautuneelle ja toisistaan riippumattomalle datalle (IID) periodogrammi on ekvivalentti yhtälön 2 kanssa:

$$\chi^2(\omega) = \sum_j \left( \frac{y_i - y_{\text{malli}}(t_i : \omega)}{\sigma_i} \right)^2, \quad (4)$$

missä  $y_i$  kuvaa mitattua arvoa ja  $\sigma_i$  mittausvirhettä [76]. Yhtälö voidaan esittää yleisemmin matriisimuodossa, kun virheet ovat korreloituneita:

$$\chi^2(f) = (\mathbf{y} - \mathbf{y}_{\text{malli}})^T \sum^{-1} (\mathbf{y} - \mathbf{y}_{\text{malli}}) \quad (5)$$

LS-periodogrammi analyysi on ekvivalentti pienimmän neliösumman menetelmän kanssa, joka voidaan muotoilla tekijöiden  $a_i$  ja  $b_i$  avulla:

$$y(t; \omega) = \sum_{i=0}^k a_i \sin \omega t + b_i \cos \omega t, \quad (6)$$

missä  $k$  on jaksojen lukumäärä. [76]

LS-periodogrammin etuna on, että se on pienimmän neliösumman menetelmää hie- man tehokkaampi. Toisaalta LS-periodogrammista voidaan havaita usein vain yksi taajuus: muut signaalit ovat usein voimakkaimman signaalin monikertoja. Artefak- teja ja häiriöitä on silti vähemmän, sillä epätasaiset mittausvälit vähentävät laskos- tumista nopeasti. Lisäksi etukäteen valittu väli, jolta taajuuksia halutaan mitata, vaikuttaa häiriöihin. [76]

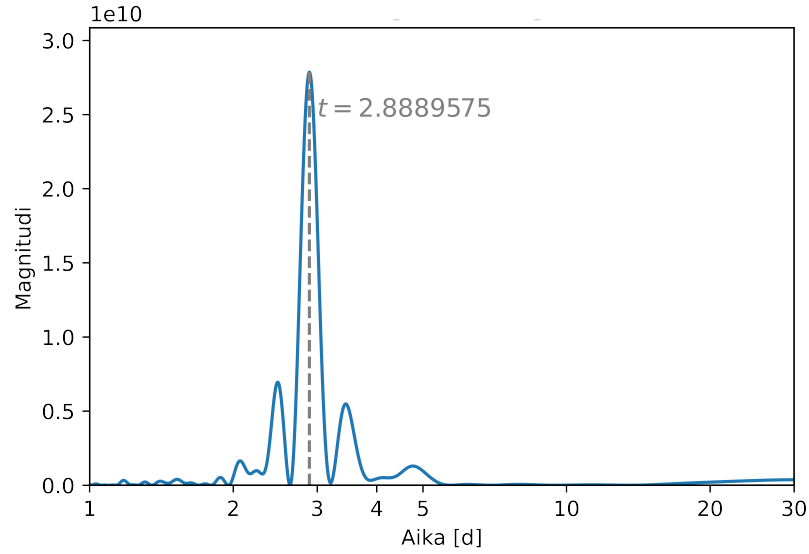
Periodogrammia määrittäessä valitaan näyteväli tai ikkuna, jota tutkitaan. Nyqvist- in näytenopeus määrittää maksimitaajuuden, joka datasta voidaan havaita kyseisel- lä näytteenottotaajuudella. Nyqvistin raja on puolet näytteenottotaajuudesta. Sillä voidaan päättää, millaisia taajuuksia datasta halutaan havaita. Kun esimerkiksi ha- lutaan tutkia, onko signaalissa muutamien päivien mittaisia syklejä, halutaan sulkea

pois sekuntien mittaiset jaksot. Ne aiheuttaisivat häiriöitä ja vaikeuttaisivat periodogrammin lukemista. Tähtien pilkkujen syklit ja muut aktiivisuusvaihtelut ovat usein päivien tai vuosien syklejä. [76]

Eräs jatke LS-periodogrammille on Yleistetty Lomb-Scarglen metodi tai  $\gamma$ -periodogrammi (GLS). Malliin lisätään lineaarinen poikkeutus-termi  $y_0(\omega)$ :

$$y_{malli}(t; \omega) = y_0(\omega) + a_0 \sin \omega t + b_0 \cos \omega t. \quad [79] \quad (7)$$

GLS-periodogrammin etuna on, että dataa ei tarvitse ennalta keskittää. Keskitettyyn dataan tulee helposti häiriöitä ja periodogrammin luettavuus voi olla hankalaa. Jos keskiarvo on väärin estimoitu datasta tai pisteet ovat hyvin hajallaan, voi periodogrammianalyysi johtaa liian pieneen amplitudiin tai jakson väärään vaiheeseen [76]. GLS-periodogrammiin voidaan lisäksi lisätä muita lineaarisia termejä. Jos kohde on aktiivinen ja muuttuu aikasarjan kuluessa, tarvitaan malliin pitkän aikaskaalan parametreja. Tällöin pelkkä keskiarvo ei riitä. On näytetty, että lineaaristen termien lisääminen periodogrammianalyysissä ei vaikuta  $\chi^2$  -statistiikkaan, joten kaava 5 ja 6 ovat voimassa myös GLS-periodogrammille [79]. Useampien termien periodogrammeissa esiintyy herkemmin häiriöitä kuin GLS-periodogrammissa. Monimutkaisemmat periodogrammit eivät ole enää hyödyllisiä, jos signaalin muotoa tai määrää ei tunneta ennalta. Siksi GLS-periodogrammi sopii parhaiten tähden pyörähdysjakson ja aktiivisuussyklin mittaamiseen [76]. Kuvassa 5 on esimerkki GLS-periodogrammista, joka on muodostettu DT Virginiksen valokäyrästä. Kuvaaajassa näkyy hienoista nousua loppuvaiheessa. Se voisi viitata siihen, että eri ikkunan valitsemalla voitaisiin saada viitteitä aktiivisuussyklistä.



Kuva 5: GLS-periodogrammi, y-akselilla yksikötön magnitudi. Korkein piikki ilmoittaa potentiaalisen pyörähdysjakson.

### 3.2 Parhaan jakson malli

Malliksi jaksolliselle kirkkausvaihtelulle valittiin

$$y_{\text{malli}}(t) = c_0 + c_1 t + \sum_{i=0}^k (a_i \sin(\omega t) + b_i \cos(\omega t)), \quad (8)$$

missä  $c_i$ ,  $a_i$ ,  $b_i$  ovat vapaita, määritettäviä parametrejä. Ne voidaan ratkaista pienimmän neliösumman menetelmällä ja esittää matriisimuodossa:

$$\hat{\boldsymbol{\theta}} = (\mathbf{X}^T \mathbf{W} \mathbf{X})^{-1} \mathbf{X}^T \mathbf{W} \mathbf{y}, \quad (9)$$

$$W_{i,j} = \frac{1}{\sigma_{i,j}^2}, \quad (10)$$

missä  $\hat{\boldsymbol{\theta}}$  on parametrimatriisi,  $X$  muotoa  $[1, t_i, \sin(\omega_i t), \cos(\omega_i t) \dots]$  ja  $\mathbf{y}$  arvomatriisi.  $\mathbf{W}$  on kovarianssimatriisi. [79]

### 3.3 Uskottavuusfunktio

Uskottavuusfunktio (engl. likelihood function) on tilastotieteessä käytetty työkalu parametrien estimointiin [80]. Uskottavuusfunktioista saadaan havaintojen toden-

näköisyysjakauma, eli tilastollinen malli. Uskottavuusfunktio  $L(\theta)$  voidaan esittää muodossa

$$L(\theta) = \prod_{i=1}^n f_{\theta}(t_i|\theta), \quad (11)$$

missä  $n$  on parametrien määrä mallissa ja  $f$  todennäköisyystiheysfunktio. Logaritmissa uskottavuusfunktiota käytetään usein, jotta uskottavuuden laskeminen tapahtuu pienemmillä luvuilla. Ääriarvopisteet säilyvät samana [81]. Merkitään

$$\sum_{i=1}^n \log f(t_i|\theta) = l(\theta) = \log \prod_{i=1}^n f(\theta; t_1, \dots, t_n) \quad (12)$$

Suurimman uskottavuuden estimaatit, jos ne ovat olemassa, löytyvät maksimoimalla log-uskottavuusfunktion.

IID-havainnoille uskottavuusfunktio voidaan esittää muodossa

$$L(\theta_1, \dots, \theta_i, \sigma_i^2; t_1, \dots, t_n) = (2\pi)^{-\frac{n}{2}} \left( \prod_{i=1}^n \sigma_i^{-1} \right) \exp \left( -\frac{1}{2} \sum_{i=1}^n \frac{(y_j - y_{\text{malli}})^2}{\sigma_i^2} \right). \quad (13)$$

Logaritminen uskottavuusfunktio muuttuu summaksi:

$$l(\theta_1, \dots, \theta_i, \sigma_i^2; x_1, \dots, x_n) = -\frac{n}{2} \log(2\pi) - \sum_{i=1}^n \sigma_i - \frac{1}{2} \sum_{i=1}^n \frac{(y_j - y_{\text{malli}})^2}{\sigma_i^2}. \quad [82] \quad (14)$$

Summan viimeinen termi on sama kuin yhtälössä 4 esitelty tulos, joten periodogramista saatua tulosta voidaan käyttää suurimman uskottavuuden estimaattien löytämiseksi ja muodostaa  $\chi^2$ -statistiikka. MLE-menetelmä on ekvivalentti pienimmän neliösumman minimoinnin kanssa, kun data on IID, ja typistyy yhtälöksi 4. Yhtälö 15 voidaan esittää yleisemmin matriisimuodossa, kun data on korreloitunutta ja kovarianssimatriisissa on estimoitavia parametreja:

$$l(\theta_1, \dots, \theta_i, \Sigma; x_1, \dots, x_n) = -\frac{n}{2} \log(2\pi) - \frac{1}{2} \log |\Sigma| - \frac{1}{2} [\mathbf{y} - \mathbf{y}_{\text{malli}}]^T \Sigma^{-1} [\mathbf{y} - \mathbf{y}_{\text{malli}}]. \quad [83] \quad (15)$$

Maksimoimalla yhtälö voidaan löytää suurimman uskottavuuden estimaatit ja edelleen uskottavuusvälit.

### 3.4 Uskottavuusosamäärä ja -testi

Mallien "hyvyyttä" päästään mittaamaan, kun uskottavuusfunktiot malleille on maksimoitu. Tarkoituksena ei ole valita parasta mallia, vaan paras malli mahdollisimman pienellä parametrimäärällä. Hyvin dataan sopiva malli ei välttämättä ole tilastollisesti merkitsevä verrattuna yksinkertaisempaan malliin. Eräs tapa on verrata uskottavuuksia ja tutkia uskottavuusosamäärää (engl. likelihood ratio) [83]. Uskottavuusosamäärätesti (LHR-testi) toimii tapauksissa, joissa yksinkertaisempi malli sisältyy monimutkaisempaan. Uskottavuusosamäärä määritellään yksinkertaisesti suhdeluku  $r$ :

$$r = \frac{\sup_{\Omega_1} l_1(m|\theta_i)}{\sup_{\Omega_0} l_0(m|\theta_j)} = \frac{l_1(m|\hat{\theta}_i)}{l_0(m|\hat{\theta}_j)}, \quad (16)$$

missä  $l_1, l_0$  ovat mallien uskottavuusfunktion maksimiarvot parhailla estimaateilla  $\hat{\theta}_i, \hat{\theta}_j$  [84]. Uskottavuusosamäärä voidaan laskea logaritmisista uskottavuusfunktioista:

$$-2 \log r = -2 \left( \log l_1(m|\hat{\theta}_i) - \log l_0(m|\hat{\theta}_j) \right), \quad (17)$$

Yhtälöt on kerrottu puolittain kahdella, jotta statistiikka noudattaa  $\chi^2$ -jakaumaa: Wilksin teoreeman mukaan datan koon lähestyessä ääretöntä testistatistiikka lähestyy asymptoottisesti  $\chi^2$ -jakaumaa [85]. Teoreeman avulla voidaan arvioida, onko saatu malli tilastollisesti merkitsevä suhteessa edelliseen malliin vai ei.

Mallin testaamista varten tarvitaan nollahypoteesi. Nollahypoteesiksi on tyypillistä valita esimerkiksi datan yli laskettu keskiarvo  $y_{\text{malli}} = \bar{y}$  tai joku muu estimaatti, joka keskittyy datan ympärille. Kun löydetään monimutkaisempi malli, joka on riittävän hyvä, nollahypoteesi hylätään ja uusi malli hyväksytään.

Yhteys todennäköisyyden ja  $\chi^2$ -arvon välillä voidaan lukea taulukosta II. Taulukoon on valmiiksi laskettu mallin vapausasteita vastaavat raja-arvot. Vapausasteet mallille ovat  $n_\theta - 1$ , missä  $n_\theta$  on vapaiden parametrien lukumäärä [86]. Jos las-

kettu uskottavuusosamäärätestin tulos ylittää taulukon raja-arvon, nollahypoteesi voidaan hylätä ja uusi malli hyväksyä valitulla todennäköisyydellä  $p$ . Taulukkoon on valittu kaksi todennäköisyysrajaa, 0,001 ja 0,01. Jos  $p = 0,001$  raja ylitetään, todetaan, että nollahypoteesi ei ole tosi 99,9% todennäköisyydellä. Tulos ei ota kantaa siihen, onko valittu malli paras. Siksi useampi mallivertailu tulee tehdä. Uskotta-

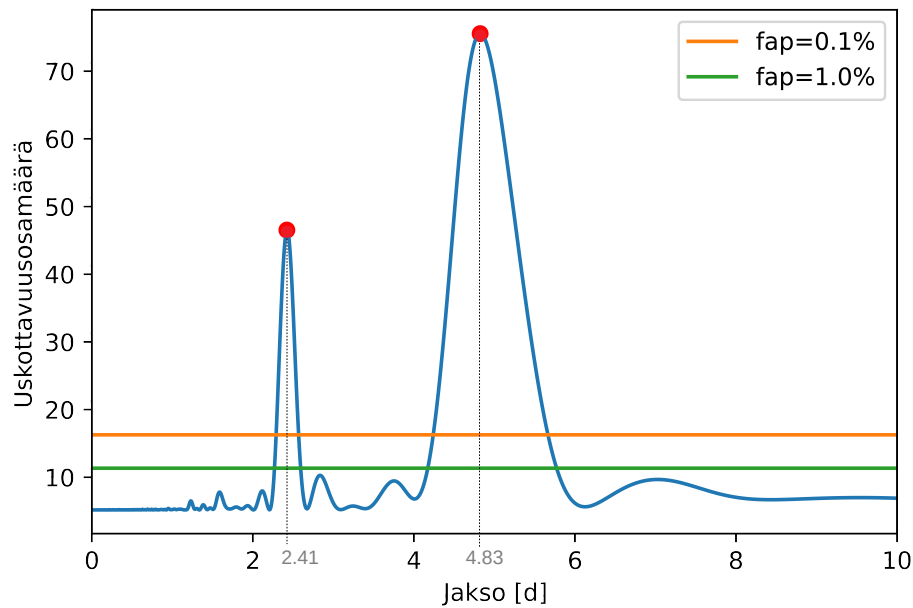
Taulukko II: Eräitä  $\chi^2$  - arvoja ja vastaavia raja-arvoja todennäköisyyksille. Mitä enemmän parametreja mallissa on, sitä suurempi  $\chi^2$ -arvo tarvitaan, jotta malli voidaan hyväksyä [86]

Taulukko III: Bayesin tekijän arvo ja merkitsevyys [89]

Vapausasteet	$\chi^2$ - arvo	K-arvo	Merkitsevyys
1	6,63 10,83	$< 10^0$	Negatiivinen
2	9,21 13,82	$10^0 - 10^{\frac{1}{2}}$	Tuskin mainittava
3	11,34 16,27	$10^{\frac{1}{2}} - 10^1$	Painava
4	13,28 18,47	$10^1 - 10^{\frac{3}{2}}$	Vahva
5	15,09 20,52	$10^{\frac{3}{2}} - 10^2$	Erittäin vahva
6	16,81 22,46	$> 10^2$	Ratkaiseva
7	18,48 24,32		
8	20,09 26,12		
9	21,67 27,88		
10	23,21 29,59		
p-arvo	0,01 0,001		

vuosuosamäärästä muodostettiin periodogrammi kaikille valituille kohteille. Kuvassa 6 on AU Microscopiin datasta muodostettu GLS-periodogrammi, jossa y-akselille on laskettu uskottavuusosamäärä. Tilastollisesti merkitsevät jaksot on merkitty punaisilla pisteillä. Tilastollisen merkitsevyyden rajaksi on valittu p-arvo 0,001 (0,1%). Todennäköisyydellä 99,9% rajan yläpuolella olevat jaksot eivät todennäköisyydellä

$1 - p$  voi kohota datan satunnaisesta kohinasta. Rajan yläpuolelle kohoaa selkeästi kaksi jaksoa, 2.41 ja 4.83 päivää. Periodogrammista voidaan usein lukea vain yksi pääjakso eli korkein piikki, koska matalimmat piikit voivat olla pääjakson harmoonisia monikertoja. Esimerkiksi kuvan 6 toinen korkea piikki on lähellä pääjakson puolikasta, jolloin on syytä epäillä kahden jakson mallia. AU Microscopiin tapauksessa mallivertailu kuitenkin tehtiin sekä yhdelle että kahdelle jaksolle. Kahden pilkkujakson malli valittiin parhaaksi.



Kuva 6: GLS-periodogrammi lhr-muodossa. Fap (False alarm probability)-raja kuvaa todennäköisyyttä, jonka yläpuolella nollahypoteesi voidaan hylätä.

### 3.5 Bayesilainen informaatiokriteeri

Toinen tilastollisen merkitsevyyden mittari on Bayesilainen informaatiokriteeri (BIC). Statistiikalla mitataan samaan tapaan kuin uskottavuusosamäärässä, onko monimutkaisempi malli riittävän paljon parempi kuin yksinkertaisempi malli. BIC sopii paitsi nollahypoteesin testaukseen, myös muuhun mallivertailuun. BIC määritellään

suurelle määrälle datapisteitä  $n$ :

$$\text{BIC} = -2 \cdot \ln(\Pr(M)) = k \cdot \ln n - 2 \cdot \ln(\widehat{L}), \quad (18)$$

missä  $k$  on mallin parametrien lukumäärä ja  $\widehat{L}$  maksimoitu uskottavuusfunktion arvo [87]. Kun parametrimäärä kasvaa ja malli muuttuu monimutkaisemmaksi, ensimmäinen termi "rankaisee" BIC:n arvoa. Yksinkertaisilla malleilla rankaiseva termi on pienempi, mutta toisaalta uskottavuusfunktion maksimi tuottaa pienen arvon. Mitä pienempi BIC arvo on, sitä parempi malli on [88].

### 3.6 Bayesin tekijät

Parhaan mallin valinnassa eräs tapa on hankkia bayesilaista todistusaineistoa. Se on hieman laajempi kuin LHR-testi, ja perustuu bayesilaiseen päättelyyn. Bayesin tekijän määrittämällä voidaan lopulta päättää, valitaanko monimutkaisempi malli edustamaan dataa vai ei. Bayesin tekijät voidaan laskea Bayesin teoreeman avulla,

$$\Pr(M|y) = \frac{\Pr(y|\theta) \Pr(M)}{\Pr(y)}, \quad (19)$$

missä  $\Pr(M|y)$  on posterioritodennäköisyysjakauma määritetyillä mallin parametrin arvoilla,  $\Pr(y|M)$  mallin uskottavuusfunktio,  $\Pr(M)$  prioritodennäköisyys ja  $\Pr(y)$  reunatodennäköisyys. Prioritodennäköisyys saadaan priorijakaumasta, joka kuvaa parametrin tuntematonta jakaumaa. Se on eräänlainen ennakkokäsitys selvitettävistä parametreista. Posteriori-todennäköisyysjakauma riippuu puolestaan uskottavuusfunktioista ja priorista. Posteriori-jakauma on arvio jakaumasta, jota ei voida selvittää. [80]

Bayesin tekijä  $K$  määritellään vertaamalla malleja  $M_1$  ja  $M_2$ :

$$\begin{aligned} K &= \frac{\Pr(y|M_1)}{\Pr(y|M_2)} = \frac{\int \Pr(\theta_i|M_1) \Pr(y|\theta_i, M_1) y\theta_i}{\int \Pr(\theta_j|M_2) \Pr(y|\theta_j, M_2) y\theta_j} \\ &= \frac{\frac{\Pr(M_1|y) \Pr(y)}{\Pr(M_1)}}{\frac{\Pr(M_2|y) \Pr(y)}{\Pr(M_2)}} = \frac{\Pr(M_1|y) \Pr(M_2)}{\Pr(M_2|y) \Pr(M_1)}. \end{aligned}$$

Käyttämällä uskottavuusfunktiomerkintää  $K$  saa muodon

$$K \approx \frac{\sum_{i=1}^q l(m|\hat{\theta}_i)n^{-\frac{1}{2}k_i} \Pr(M_2)}{\sum_{j=1}^q l(m|\hat{\theta}_j)n^{-\frac{1}{2}k_j} \Pr(M_1)}, \quad (20)$$

jolloin nähdään, että Bayesin tekijöistä tulee BIC-vertailu.  $\Pr(y)$  voi olla hyvin hankala määrittää, mutta Bayesin tekijää määrittäessä  $\Pr(y)$  kumoavat toisensa. Lisäksi erikoistilanteessa, jossa prioritodennäköisyydet ovat samat molemmille malleille,  $K$  muuttuu tavalliseksi uskottavuusosamäärätestiksi. [89]

$K$ :n arvolle on laadittu erilaisia rajoja, joiden mukaan määritellään, hyväksytäänkö malli. Ne on koottu taulukkoon kolme [89]. Bayesin tekijätestin etuna on, ettei vertailtavien mallien tarvitse sisältyä toisiinsa, kuten uskottavuusosamäärässä. Lisäksi kun data ei ole IID, LHR-testi ei ole enää voimassa, mutta Bayesin vertailu voidaan tehdä [80].

### 3.7 Monte Carlo Markov Chain Metropolis Hastings - algoritmi

Aiemmin esiteltiin mallin valintaan johtavat askeleet: periodogrammi, tekijöiden määrittäminen ja parhaan mallin valinta. Paras ratkaisu jaksolle voitiin määrittää periodogrammin avulla. Tähän asti menetelmä on ollut frekventistinen. Nimittäin aina ei voida olettaa, että paras jakso on periodogrammin antama huippusignaali. Se voi johtua esimerkiksi korreloituneesta virheestä; Ehkä periodogrammin havaintoikkuna oli vääränlainen, ja parasta jaksoa ei voitu havaita; Ehkä vaihtelu ei ollut sinimuotoista alkuunkaan! Silloin datan mallintaminen sinimuotoisena johtaa vääristyneisiin tuloksiin. Tarvitaan menetelmä parhaiden parametrien estimointiin – menetelmä, jossa vapaiksi parametreiksi asetetaan mallifunktioparametrien lisäksi jakso ja additiivinen virhe eli virhe, joka on riippumaton havaitusta datasta. Se voi olla esimerkiksi instrumentaalinen kalibrointivirhe tai jokin muu, mutta vaikuttaa kaikkiin havaintoihin [89].

Monte Carlo Markov Chain (MCMC) Metropolis Hastings (MH) – näytteistysalgoritmi on iteratiivinen menetelmä, jonka avulla muodostetaan halutun todennäköisyysjakauman mukaisesti jakautunut vektorijoukko [90]. Joukko luodaan satunnaisesti valitsemalla näytteitä posteriorijakauman mukaisesti. Etuna menetelmässä on, että sen avulla voidaan samalla määrittää parametreille luottamusvälit ja siten tehdä mallivertailu [80].

MCMC MH:n tarkoitus on simuloida kullekin mallin parametrille arvo, joka riippuu priorijakaumasta. Kun parametrit ovat lineaarisesti riippumattomia, voidaan jokaiselle simuloida oma jakauma. Saaduilla parametreilla lasketaan sovitus dataan. Jos malli on parempi kuin edellinen, se hyväksytään. Jos malli on huonompi, se hyväksytään tai hylätään tietyllä todennäköisyydellä. [90]

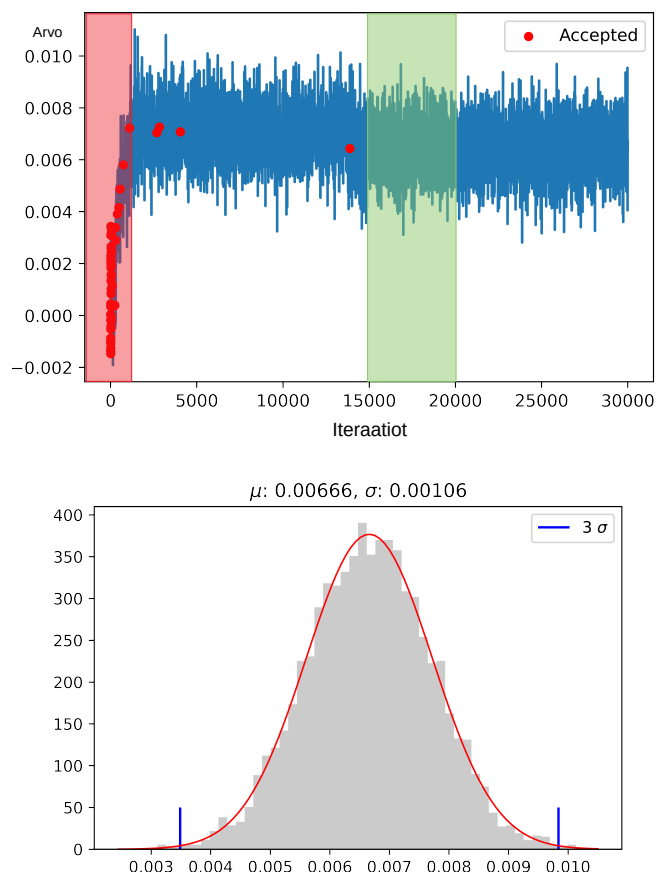
MCMC MH muotoillaan askel askeleelta seuraavasti: ensin parametrille valitaan alkuarvaus  $\theta_0$  priorijakaumasta. Funktiolle lasketaan arvo valituilla parametreilla. Seuraavaksi arvotaan parametrille uusi arvo  $\theta'$ , ehdokasjakaumasta  $g(\theta'|\theta_0)$ . Menetelmä muuttuu Markovin prosessiksi, kun esitellään hyväksymisehto. Hyväksymistodennäköisyys arvotaan tasajakaumasta  $s \in [0, 1]$ . Jos hyväksymistodennäköisyys

$$\frac{P(\theta') g(\theta_0|\theta')}{P(\theta) g(\theta'|\theta_0)} \geq s, \quad (21)$$

uusi parametri hyväksytään uudeksi alkutilaksi  $\theta_0$ . Jos todennäköisyys on pienempi, arvo hylätään ja vanha tehdään uusi arvaus alkutilan  $\theta_0$  ympäriltä. Melkein yhtä "hyvät" ratkaisut tulevat suurella todennäköisyydellä hyväksytyksi, koska osamäärä on lähellä yhtä. Algoritmi hyväksyy joskus huonompia ratkaisuja, millä taataan, että hyväksytyt tilat  $\theta_0, \dots, \theta_i$  lähestyvät todennäköisyyttä  $P(\theta)$ . [90]

Parametrien alkuarvauksen tulee olla "hyvä", jotta paras malli löydetään riittävän nopeasti. Siksi pienimmän neliösumman menetelmällä hankitut MLE:t ovat hyödyllisiä. Toisaalta priorijakauman varianssi pitää säätää niin, että ratkaisu löytyy

nopeasti. Menetelmä vaatii paljon laskentatehoa, joten varianssia säätämällä päästään nopeasti hyvään lopputulokseen. Kun varianssi on liian suuri, hyväksymistodennäköisyys on matala. Toisaalta pienellä varianssilla harvoin löydetään globaalia maksimia: algoritmi juuttuu paikallisen maksimin ympärille. [90] Alkuvaiheessa si-



Kuva 7: Erään parametrin määrittäminen. Ylhäällä Kuvassa punaisella burn in – vaihe, vihreällä Gelman–Rubinin statistiikkaa varten satunnaisnäyte. Alhaalla Erään parametrin määrittäminen MCMC MH:llä. Posteriorijakauma lähestyy normaalijakaumaa suurella näytemäärällä.  $\mu$  on odotusarvo, ja  $\sigma$  hajonta.

mulaatiota parametrin arvot muuttuvat usein voimakkaasti ja lokaaleja maksimeja löytyy paljon. Vaihetta kutsutaan burn in – vaiheeksi. Kuvassa 6 on esitelty erään parametrin burn in – vaihe. Kun mahdollinen globaali maksimi löytyy, ketju alkaa lähestyä stationääristä vaihetta. Siitä otettu parametrin keskiarvo lähestyy

posteriorijakauman odotusarvoa, kun otoskoko lähestyy ääretöntä [91]. Tämä tekee algoritmista tehokkaan sovitustyökalun. Posteriori-jakaumasta voidaan edelleen laskea luottamusvälit tuloksille, koska myös näytteen varianssi lähestyy kohdejakauman varianssia. Kuvassa 7 on erään työssä käytetyn parametrin vaihtelu 5000 satunnaisnäytteen ajalta, burn in - vaiheen jälkeen.

### 3.8 Gelman-Rubinin Statistiikka

MCMC-MH-menetelmä vie paljon laskentatehoa, koska minimointi tapahtuu aina koko datan yli. Tarvitaan paljon iteraatioita ja hyvä alkuarvaus parametreille, jotta ketju suppenee kohti parhaita estimaatteja. Näytteenottojakauman säätäminen mieleisempään ja alkuarvausten tekeminen herättää kysymyksen: onko tulos todella paras? Onko suppeneminen päättynyt vai löytyykö uusia ratkaisuja, jos iteraatioita tehdään hieman lisää?

Gelman-Rubinin statistiikalla mitataan, miten hyvin ketjut suppenevat, eli miten luotettava iteraatioalgoritmi on. Algoritmi ajetaan useita kertoja useilla eri alkuarvauksilla. Kun iteraatioita on tarpeeksi, jokainen alkuarvaus tuottaa lopulta samantyyppisen, stationäärin ketjun. Jos ketjut suppenevat kohti samaa päätearvoa, niiden välinen varianssi lähestyy nollaa. [92]

Burn in – vaiheen jälkeen kunkin ketjun  $j$  keskiarvo lasketaan satunnaisesta kohtaa ketjua. Kuvan 5 parametrille näytteen kooksi  $L$  valittiin 5000 iteraatiota ja ketjuja ajettiin viisi erilaista. Kuvassa näkyy vain yksi ketjuista.

$$x_j = \frac{1}{L} \sum_{t=1}^L x_t^{(j)} \quad (22)$$

Kaikkien rinnakkaisten ketjujen yhteinen keskiarvo  $x$  määritetään

$$x = \frac{1}{J} \sum_{j=1}^J x_j, \quad (23)$$

missä  $J$  on ketjujen lukumäärä. Ketjujen välinen varianssi  $B$  ja yksittäisen ketjun sisäinen varianssi  $s_j$ :

$$B = \frac{L}{J-1} \sum_{j=1}^J (x_j - \bar{x})^2 \quad (24)$$

$$s_j^2 = \frac{1}{L-1} \sum_{t=1}^L (x_t^{(j)} - \bar{x}_j)^2 \quad (25)$$

$$W = \frac{1}{J} \sum_{j=1}^J s_j^2 \quad (26)$$

Gelman-Rubinin suhdeluvuksi  $R$  saadaan

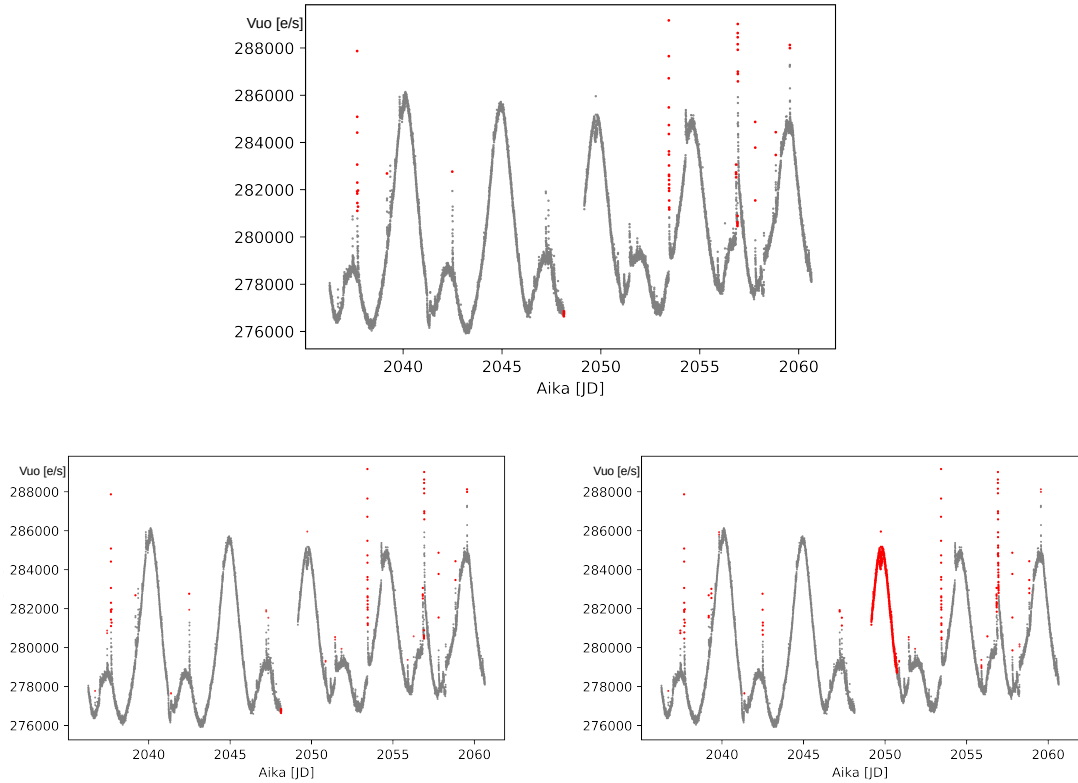
$$R = \frac{\frac{L-1}{L}W + \frac{1}{L}B}{W}, \quad (27)$$

Suhdeluku lähestyy yhtä, kun  $B$  lähestyy nollaa. Erään lähteen mukaan noin 1.1 tai 1.2 on hyväksyttävä suhdeluku, jotta ketjujen todella voidaan todeta suppenevan. Eri alkuarvausten on lähestyttävä samaa arvoa. [92]

### 3.9 Sigma-leikkaus

Sigma-leikkaus on iteratiivinen menetelmä, jossa poistetaan datasta pisteitä, jotka häiritsevät sen käsittelyä. Poikkeavia havaintoja (engl. outlier) tuottavat esimerkiksi avaruuskaukoputken laitteistoon osuneet kosmiset säteet. Ne näyttävät valokäyrässä mittapisteinä, jotka ovat hyvin kaukana datan keskimääräisestä vaihtelusta. Muita samankaltaisia häiriöitä voivat aiheuttaa havaittavan kohteen nopeat muutokset kuten roihupurkaukset ja ccd-kennossa tapahtuvat ylivuodot ynnä muut järjestelmähäiriöt. Menetelmää käytetään, koska liian suuret poikkeamat datassa aiheuttavat suuren tilastollisen harhan, kun arvioidaan häiriön aiheuttamaa virhettä. [93]

Sigma-leikkauksessa lasketaan datan keskihajonta  $\sigma$  ja mediaani  $m$ . Kaikki pisteet, jotka ovat rajan  $m + \alpha\sigma$  ulkopuolella, poistetaan.  $\alpha$  on kerroin, joka määrätään ennalta ja riippuu halutusta toleranssista. Menetelmä on hyvin heuristinen: mitä datasta voidaan poistaa; kuuluuko epämieluisa mittaustulos dataan vai ei? Askeleet



Kuva 8: AU Microscopiin valokäyrän sigma-leikkaus kahdella eri menetelmällä. Ylhäällä kiinteällä mediaanilla ja alhaalla liukuvilla mediaaneilla tehty leikkaus. Punaisella on merkitty tunnistetut purkaukset. Alhaalla vasemmalla 100 datapisteen juokseva mediaani ja oikealla 50.

toistetaan uudelle siivotulle datalle niin kauan, kunnes haluttu raja saavutetaan vertaamalla uutta ja vanhaa keskihajontojen erotusten suhdetta toleranssilukuun  $\beta$ :

$$\frac{\sigma_{\text{vanha}} - \sigma_{\text{uusi}}}{\sigma_{\text{uusi}}} \geq \beta. \quad [93] \quad (28)$$

Aktiivisten tähtien valokäyrässä roihupurkauksia ja muuta voimakasta pinnan granulaatiota voidaan yrittää poistaa sigma-leikkauksella. Päämääränä voi olla esimerkiksi erottaa tähden jaksollista liikettä häiriöiden seasta. Sigma-leikkauksessa rajoituksena on data, jonka häiriöt sijaitsevat liian lähellä mediaania, mutta ovat syrjä-

sä paikallisesta trendistä. Menetelmä ei tällöin tunnista datapistettä poistettavaksi. Mediaani on silti hyödyllisempi kuin keskiarvo, koska poikkeavat pisteet vaikuttavat enemmän keskiarvoon kuin mediaaniin [93]. Keskiarvon käyttäminen voi johtaa siihen, että poikkeavia pisteitä vaihtelun sisällä ei tunnisteta lainkaan.

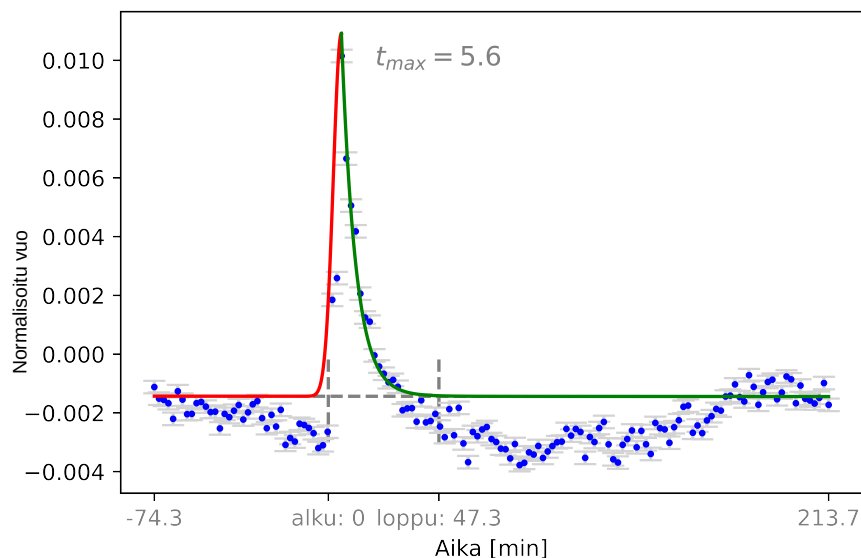
Sigmaleikkausta voi tehostaa liukuvalla mediaanilla. Tällöin mediaania ei lasketa koko datan yli, vaan halutusta näytteestä joltain väliltä. Kuvassa 8 on esimerkki kahdesta eri sigmaleikkauksesta samalle kohteelle. Ylhäällä on tehty sigmaleikkaus-iteraatio  $1\sigma$  virheellä koko datan yli lasketulla mediaanilla. Alhaalla vasemmalla on samalla virheellä tehty iteraatio 100 pisteen liukuvalla mediaanilla. Ensimmäinen menetelmä ei löydä yhtä tehokkaasti purkauskandidaatteja, mutta liukuva mediaani on herkempi nopealle vaihtelulle. Oikealla alhaalla liian nopea jaksollinen vaihtelu johtaa oleellisen datan poistamiseen, koska mediaaninäyte on liian pieni. Mediaaninäyte oikealla alhaalla on 50 pistettä.

### 3.10 Roihupurkausten mallinnus

Roihupurkauksia voidaan haluta mallintaa useasta syystä. Toisaalta halutaan ymmärtää, millaisia roihupurkaukset ovat ja millainen niiden rakenne on. Joku saattaa haluta selvittää, millaiset vaikutukset purkauksilla on lähiplaneetoille. Toisaalta roihupurkaukset ovat joillekin pelkkiä häiriöitä, jotka peittävät halutun signaalin. Joku saattaa esimerkiksi haluta löytää eksoplaneetan ylikulun signaalista, joka jää roihupurkausten alle. Esimerkki mahdollisesta ylikulusta on kuvassa 9. Mallintamalla roihupurkauksia voidaan roihustatistiikan lisäksi poistaa roihut datasta, jolloin muut ilmiöt ovat helpommin havaittavia.

#### 3.10.1 Roihujen tunnistaminen

Roihupurkausten tunnistamiseen voidaan käyttää useita menetelmiä. sigma-leikkaamalla datasta voidaan tunnistaa suurimmat klassiset roihut [38]. Algoritmit eivät ole täy-

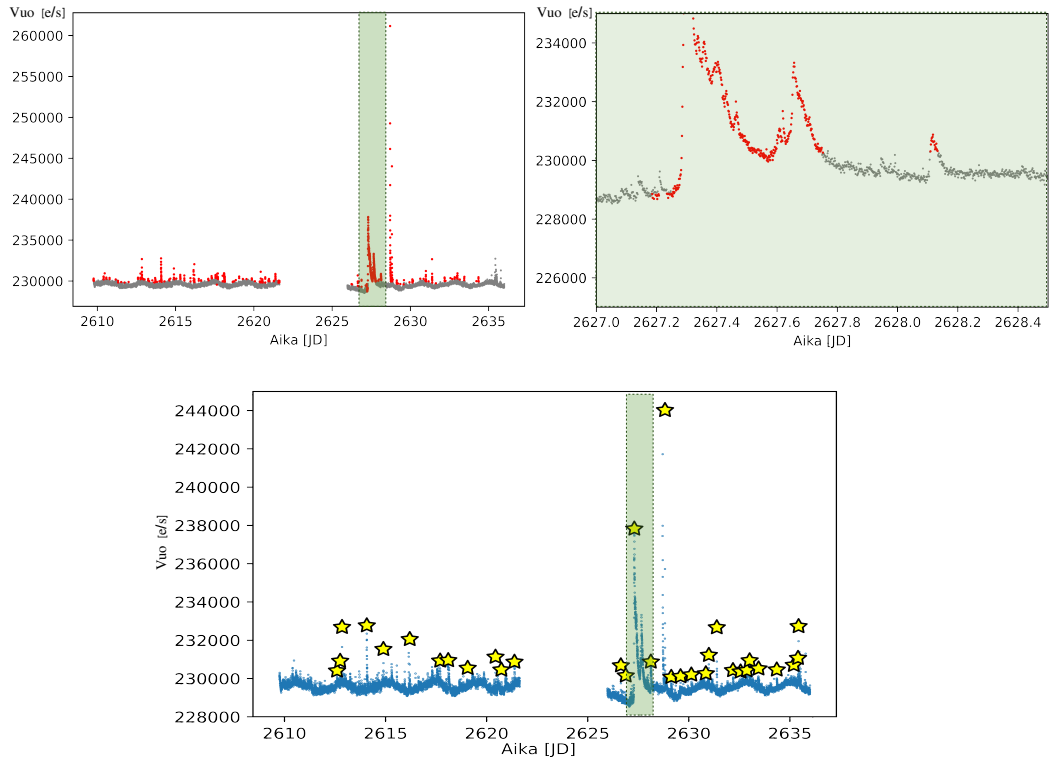


Kuva 9: AU Microscopiin toisessa havaintodatassa oleva ylikulkuehdokas, joka on jäänyt purkauksen alle. Ylikulku voidaan mallintaa, kun roihu poistetaan ensin datasta.

dellisiä: Osa roihuista jää huomaamatta, kuten kuvassa 8. Toisaalta liian herkkä leikkaus saattaa tunnistaa pisteitä ja alueita, jotka eivät liity purkauksiin. Joitain valmiita algoritmeja tunnistamiseen on olemassa, ja itseoppivaa älyä on opetettu tunnistamaan roihupurkauksia [60]. Automaattisilta algoritmeilta jää huomaamatta pieniä ja morfologialtaan monimutkaisia purkauksia, joten tavallinen tapa on valita roihukandidaatit visuaalisesti karkean automatisoidun algoritmin tuloksista. Toinen tapa on sovittaa dataan hyvin primääristä eksponentiaalisen nousun ja laskun mallia, jolla voidaan erottaa roihukandidaatit tilastollisesti ei merkittävistä häiriöpisteistä [60].

$\sigma$ -leikkaus varmisti, etteivät pienetkin poikkeamat liukuvan mediaanin ympärillä jää huomaamatta. Kuvassa 10 oikealla ylhäällä on esimerkki monimutkaisesta roihumorfologiasta.  $1\sigma$  leikkaus tunnistaa hyvin myös tällaisia roihukandidaatteja. Kandidaattien joukossa on paljon hylättäviä häiriöpisteitä ja mahdollisia roihupur-

kauksia, jotka eivät lopulta ole tilastollisesti merkitseviä. Toisaalta automaattisilta algoritmeilta jää huomaamatta pieniä roihukandidaatteja [94]. Siksi visuaalinen tarkastelu joudutaan aina tekemään kandidaateille.



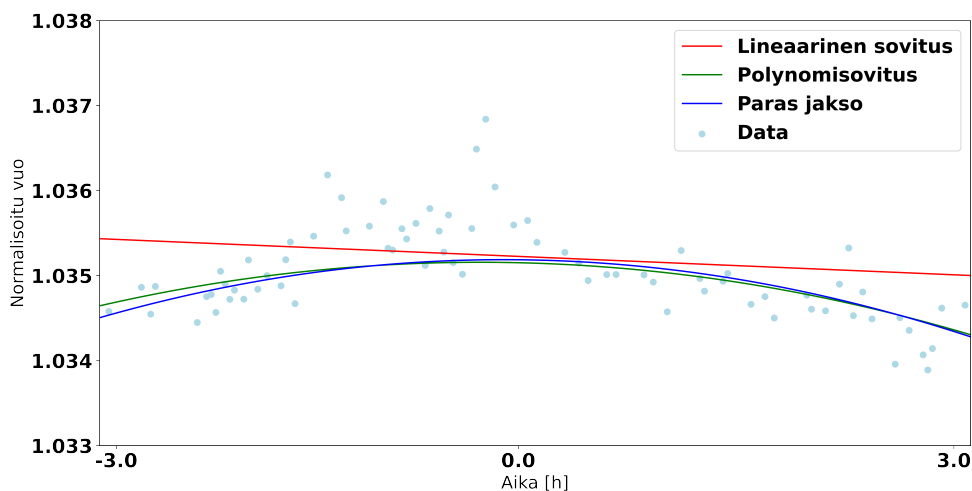
Kuva 10: Esimerkki sigma-leikkauksesta. Ylhäällä vasemmalla sigma-klipattu AD Leoniksen valokäyrä. Ylhäällä oikealla suurennus eräästä alueesta. Alhaalla käsin valitut roihukandidaatit.

### 3.10.2 Malli

Roihupurkausmalliksi valittiin kaksiosainen malli. Ensimmäisessä osassa on eksponentiaalisen nousun puoligaussinen malli  $F_1$  [95]. Toinen osa mallia ( $F_2$  on kaksiosainen eksponentiaalisen vaimenemisen malli [96]). Malli on muotoa

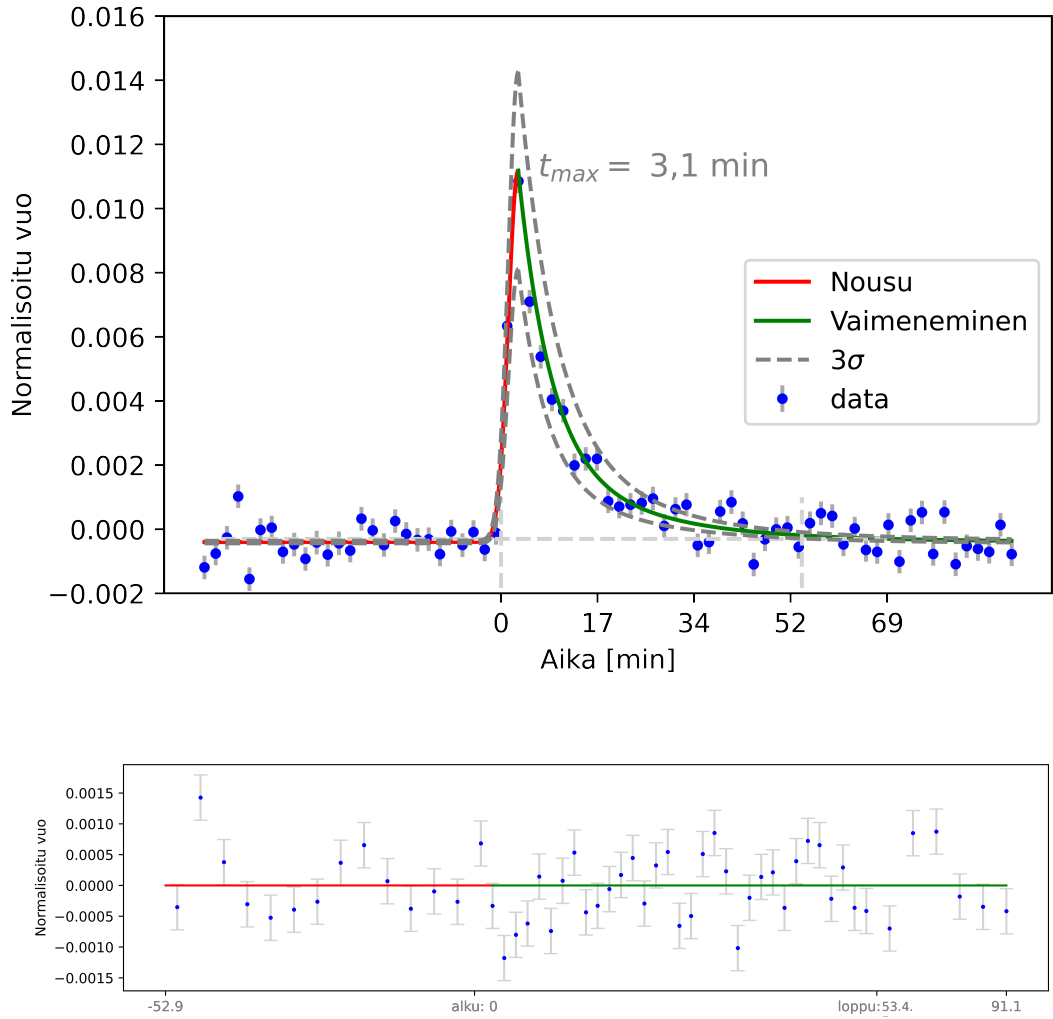
$$\begin{cases} F_1 = a_1 e^{b_1(b_2 - \tau)^2} & + a_2 t^2 + a_3 t + a_4, & |\tau| < t_{\max} \\ F_2 = a_1 a_5 e^{b_3(b_2 - \tau)} + a_1(1 - a_5) e^{b_4(b_2 - \tau)} & + a_2 t^2 + a_3 t + a_4, & |\tau| > t_{\max} \end{cases} \quad (29)$$

Tekijät  $\{a_1, \dots, a_5\}$ ,  $\{b_1, \dots, b_4\}$  ja  $\tau$  ovat vapaita parametreja. Eksponentiaalinen, puoligaussinen funktio  $F_1$  kuvaa tähden nopeaa kirkastumista. Vaimenemisfunktio  $F_2$  on kaksiosainen vaimenemisfunktio, jonka eri eksponenttiosat dominoivat eri ajanhetkillä. Viimeiset kolme termiä ovat yhteiset, ja ne mallintavat tähden aktiivisuusvaihtelua. Dataan voisi ottaa huomioon jaksollisen vaihtelun kaavan 8 mukaan, mutta toisen asteen polynomi riittää kuvaamaan trendiä lyhyessä aikaskaalassa: tähden pyörähdysjakso on paljon pidempi aikaskaala kuin roihun aikaskaala. Kuvassa 11 on ote AU Microscopiin valokäyrästä. Dataan on sovitettu lineaarinen, polynomaalinen ja sinusoidinen sovitus parhaalla jaksolla. Usein pelkkä ensimmäisen asteen sovitus riittäisi, mutta AU Microscopiin vaihtelu oli hyvin nopeaa, joten polynomi- sovitus tehtiin. Mallivertailussa valittiin polynomimalli parhaaksi malliksi lyhyellä tarkastelujaksolla.



Kuva 11: Ote AU Microscopiin vuosta ja lineaarinen, polynomaalinen sekä sinusoidinen sovitus. Tarkastelujaksoksi valittiin 12 tunnin näyte paikasta, jossa kirkkaus muuttuu nopeasti. Roihujen aikaskaalat ovat korkeintaan muutamissa tunneissa, joten tarkastelujakso oli riittävä.

Funktiot sovitettiin MCMC MH-algoritmillä maksimoimalla uskottavuusfunktioita.



Kuva 12: DT Virginian roihupurkaus ja residuaalit. Kuvassa vaaleanharmaat katkoviivat kuvaavat trendiä eli mallin polynomiosaa, ja alku- ja loppuaikaa.

Molemmat osat sovitettiin yhtä aikaa, koska yhteisiä parametreja oli useita. Argumenttiosa  $b_i - \tau$  varmistaa, että funktiot yhtyvät samassa pisteessä. Roihupurkauksen alku- ja loppukohta valittiin pisteisiin, joissa sovitus poikkesi yli  $1\sigma$  trendistä. On arveltu, että analyttiset mallit arvioivat roihupurkauksen loppumisajaksi jopa 20% liian aikaisin, ja toisaalta vähättelevät todellista maksimiluminositeettia [54]. Eräs paljon käytetty kasvumalli on polynomaalinen neljännen asteen malli, jolloin kasvulle saadaan analyttinen ratkaisu [64]. Puoligaussinen nousumalli vastaa kui-

tenkin paremmin asympotoottisen nousun muotoa, ja siksi se valittiin [98]. Lisäksi todellinen roihupurkauksen loppumisaika vaikuttaa lopulta vain vähän laskuihin jatkossa, koska käyrä lähestyy hitaasti taustavuota. Siksi tarkkaa loppuaikaa varten ei tarvinnut harkita parempia malleja. Kuvassa 12 on eräs mallinnettu roihupurkaus ja residuaalit. Pisteistä ja sovituksesta on vähennetty trendi ja data on normalisoitu.

Roihupurkauksen keston mittarina on yleisesti käytetty FWHM (Full Width Half Maximum) –mittaa [99]. Se tarkoittaa aikaa, jolloin purkauksen luminositeetti on puolet luminositeettimaksimista. Mittaria käytetään Auringon purkausten kestoa mitatessa, koska röntgen-alueella purkauksen rakenne on huipun ympäristössä gaussinen. Optisella alueella mittari ei ole ehkä hyödyllinen: kirkastuminen ja vaimeneminen ei näyttäisi aina olevan gaussista huipun ympärillä, joten FWHM-mittaa ei käytetty. FWHM-mittan avulla voidaan arvioida purkauksen impulssia. Sitä on siksi jonkun verran käytetty, kun arvioidaan roihupurkausten vaikutusta eksoplaneetan ilmakehään [54].

### 3.11 Roihupurkauksen energian laskeminen

Roihun luminositeettia mallinnettiin valitsemalla lämpötilaksi  $T_{\text{roihu}} 9000 \pm 500$  K [51]. Se on tyypillinen lämpötila Aurinkoa pienempien tähtien roihupurkauksissa. Korkeampia lämpötiloja voi esiintyä roihupurkauksen maksimissa, mutta lämpötila laskee nopeasti valittuun arvoon [100].

Roihupurkauksen luminositeetti TESSin datasta sen kaistaleveydellä voidaan laskea, kun kaukoputken vastefunktio  $R_\lambda$  tunnetaan [37]. Tällöin TESSin kaistaleveydelle luminositeetit  $L'_*$  ja  $L'_{\text{roihu}}$  saadaan yhtälöistä

$$L'_* = \pi R_*^2 \int R_\lambda B_\lambda(T_{\text{eff}}) d\lambda, \quad (30)$$

$$L'_{\text{roihu}}(t) = A_{\text{roihu}}(t) \int R_\lambda B_\lambda(T_{\text{roihu}}) d\lambda. \quad (31)$$

$B_\lambda$  kuvaa Planckin funktiota tähden  $T_{\text{eff}}$  ja roihun efektiivisillä lämpötiloilla. Integrointi suoritettiin vain TESSin herkkyysalueella (534–1064 nm).  $A_{\text{roihu}}$  kuvaa roihupurkauksen pinta-alaa,

$$A_{\text{roihu}}(t) = (\Delta F/F)(t) \pi R_*^2 \frac{\int R_\lambda B_\lambda(T_{\text{eff}}) d\lambda}{\int R_\lambda B_\lambda(T_{\text{roihu}}) d\lambda}, \quad (32)$$

missä  $(\Delta F/F)$  kuvaa normalisoidun valokäyrän suhteellista vuon muutosta ja  $R_*$  tähden pinta-alaa. Suhteellinen vuo lasketaan sovitusfunktion arvosta suhteessa normaaliin vuohon eli trendiin (yhtälön 29 polynomiosa). Roihun bolometrinen energia  $E_{\text{Bol}}$  voidaan laskea, kun mallista on määritetty roihupurkauksen alku- ja loppuaika  $t_a$  ja  $t_l$ :

$$E_{\text{bol}} = \int L_{\text{roihu}}(t) dt = \int_{t_a}^{t_l} \sigma_{\text{SB}} T_{\text{roihu}}^4 A_{\text{roihu}} dt, \quad (33)$$

missä  $\sigma_{\text{SB}}$  on Stefan-Bolzmanning vakio. [51]

### 3.12 Pilkun pinta-ala

Roihupurkauksen pilkkuympäristön kokoa voidaan arvioida. Pienin pilkun pinta-ala  $A_{\text{spot}}$ , jonka ympäristössä voi tapahtua vuon muutos  $\frac{\Delta F_{\text{max}}}{F}$ , voidaan määrittää.

Pilkun pinta-alaksi  $A_{\text{spot}}$  saadaan

$$A_{\text{spot}} = \frac{\Delta F_{\text{max}}}{F} A_{\text{star}} \left[ 1 - \left( \frac{T_{\text{spot}}}{T_{\text{star}}} \right)^4 \right]^{-1}, \quad (34)$$

$$T_{\text{spot}} = -3,58 \cdot 10^{-5} T_{\text{star}}^2 - 0,751 T_{\text{star}} + 808, \quad (35)$$

missä  $T_{\text{star}}, T_{\text{spot}}$  on tähden ja pilkun lämpötila, ja  $A_{\text{star}}$  tähden kiekon pinta-ala. [51] [100] [101]

### 3.13 Magneettikentät

Roihupurkaukset syntyvät voimakkaissa magneettikentissä. Roihupurkauksen ja paikallisen magneettikentän voimakkuuden  $B_{\text{min}}$  välillä on yhteys:

$$B_{\text{min}} = (8 \cdot \pi A_{\text{spot}}^{-1,5} \cdot E_{\text{bol}})^{0,5}. \quad (36)$$

$B_{\min}$  on pienin mahdollinen kentän voimakkuus, jossa roihut kyseisellä energialla voivat syntyä. [102]

### 3.14 Aktiivisuusmittari

Roihupurkauksille on määritetty aktiivisuusmittari. Siinä missä  $H_{\alpha}$  - mittareita käytetään spektroskopiassa, voidaan optisesti aktiivisuudelle määrittää roihupurkausten energian avulla FA-luku. Yang määritteli sen 2017: Se määrittellään kaikkien tunnistettujen roihupurkausten energioiden summan ja tähden havaintojakson säteilemän kokonaisenergian osamääränä:

$$FA = \frac{\sum_j E_{\text{bol}}}{\int L_* dt}, \quad (37)$$

$$L_* = \sigma_{\text{SB}} \cdot A_{\text{star}} T_{\text{Eff}}, \quad (38)$$

missä integroidaan luminositeetti koko havaintojakson  $t$  yli. [38]

### 3.15 Kadenssin vaikutukset

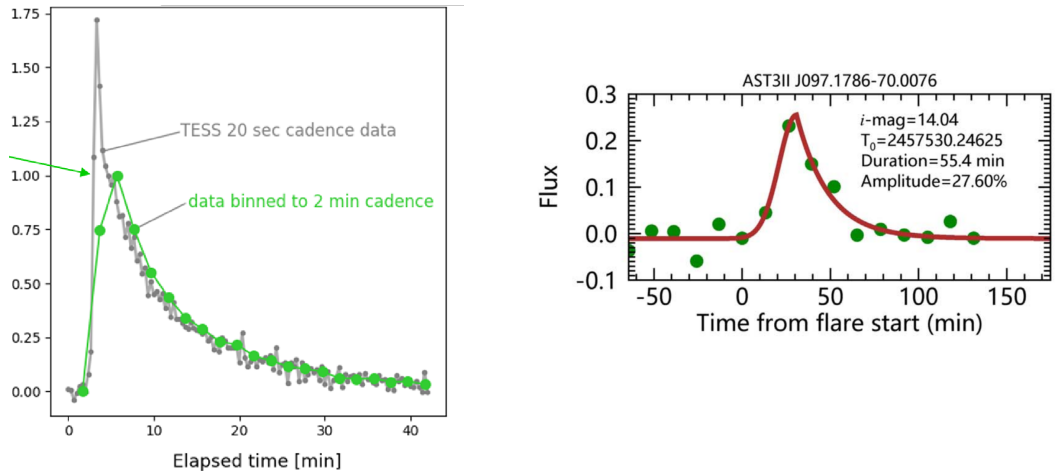
Kadenssi pitää ottaa huomioon roihujen mallinnuksessa. TESS on kuvannut kohteita kahden minuutin kadenssilla, mutta joitain havaintoja on myös 20 sekunnin kadenssilla [37]. Lyhyempi kadenssi tarkoittaa huonompilaatuista dataa, mutta toisaalta pidemmällä kadenssilla menetetään osa vaihtelusta, joka tapahtuu mittapisteiden välissä. Roihut tapahtuvat muutamien minuuttien, korkeintaan tuntien aikaskaalassa, joten roihujen morfologia voi jäädä selvittämättä, jos siitä saadaan vain muutama havainto. Vääränlainen malli dataan voi tällöin aliarvioida roihujen vapauttamaa energiaa. [54]

Ilmakehän ekstinktion takia Maasta havaitut roihupurkaukset ovat aina pitkän kadenssin dataa. Häiriöt ilmakehässä pakottavat pitkiin valotuksiin. Eräs esimerkki on Antarktisella vuonna 2016 tehty havaintosarja AST3- ja CSTAR – kaukoputkil-

la [98]. Siinä tunnistettiin fotometrisesti noin 20 suurta roihupurkausta. Ongelmana havainnoissa oli 12 minuutin kadenssi. Purkauksen huippu jää todennäköisesti havaitsematta, koska kirkastumisvaihe saattaa kestää vain sekunteja. Pitkällä kadenssilla roihupurkaukset muistuttavat usein flat top–rakennetta, kun alistruktuurit jäävät havaitsematta [54]. 12 minuutin kadenssin data-analyysissä käytettiin lisäksi yksiosaista vaimenemisfunktiota, joka sopii pitkän kadenssin dataan hyvin [98]. Lyhyellä kadenssilla on huomattu, että malli on liian yksinkertainen [54]. Se johtunee kahdesta eri ilmiöstä purkauksen yhteydessä. Nopean jäähtymisen vaihetta saattaa dominoida voimakas jarrutussäteily, ja hitaan jäähtymisen vaihetta elektronien rekombinaatio [97] [96].

Kuvassa 13 oikealla on roihupurkaus, jossa datalla on 12 minuutin kadenssi [98]. Mallin heikkous voi johtaa suuriin aliarvioihin roihupurkauksen todellisesta rakenteesta. Matala kadenssi voi johtaa kuvan flat top – rakenteeseen. Voi olla, että flat top – rakennetta ei ole olemassa. Toisaalta 2 minuutin kadenssikaan ei välttämättä ole riittävä mallinnukseen: Vasemmalla näytetään, miten 20 sekunnin kadenssilla saadaan roihupurkauksen rakenne näkyviin [54]. 2 minuutin kadenssi näyttäisi aliarvioivan purkausta ja roihu muuttuu flat top – rakenteeksi.

20 sekunnin kadenssin data paljastaa, että roihupurkaukset ovat morfologialtaan useammin kompleksisia kuin aiemmin on arvioitu. QPP-rakenteet ja kompleksit nousut ovat hyvin yleisiä [54]. Erään hypoteesin mukaan kompleksiset roihupurkaukset ovat usean klassisen roihun superpositio. Ensimmäisistä suurista roihupurkausstatistiikoista huomattiin vuonna 2014, että noin 1100 roihupurkauksesta 34% vaati useamman sovituksen yhteen purkaukseen [64]. Havainnot tehtiin 1 minuutin kadenssilla Kepler–avaruuskaukoputkella, joten todellinen prosentti voi olla paljon korkeampi.



Kuva 13: Vasemmalla: Jopa 2 min. kadenssilla (vihr.) päädytään flat top – rakenteeseen. 20 s. kadenssi (harm.) paljastaa oikean rakenteen [54]. Oikealla AST3:n 12 min. kadenssin dataa ja flat top – rakenne [98].

## 4 Tuloksia

### 4.1 Statistiikkaa

Sigmaleikkauksella tunnistettiin yhteensä 160 roihukandidaattia neljästä tarkastellusta kohteesta. Ne tarkastettiin visuaalisesti, ja niitä poistettiin 64. Ne olivat dataassa olevien aukkojen ympäriltä tunnistettua normaalia vaihtelua, tai muita häiriöpisteitä. Mallinnukseen valittiin lopulta 96 kandidaattia. Niistä hylättiin bayesvertailulla 24, ja lopulta hyväksyttiin 72 purkausta. Hylätyistä kandidaateista useimmat olivat rakenteeltaan QPP-ehdokkaita. Niihin on vaikea sovittaa yhtä klassista mallia, koska alistruktuureja on useita [54]. Tässä työssä useamman mallin sovittamista ei tehty. Menetelmällä saadaan suurimpien purkausten energia tarkasti laskettua, mutta metodi olettaa, että QPP on purkausten superpositio. Hypoteesille tarvitaan lisää todistusaineistoa. QPP-jaksoa on muun muassa mitattu LS-periodogrammilla [54]. Tässä työssä sovitus QPP-rakenne hyväksyttiin vain, jos yksi klassinen sovitus sopi dataan riittävän hyvin. Liitteessä 1 on listattu kaikki tarkastellut ehdokkaat.

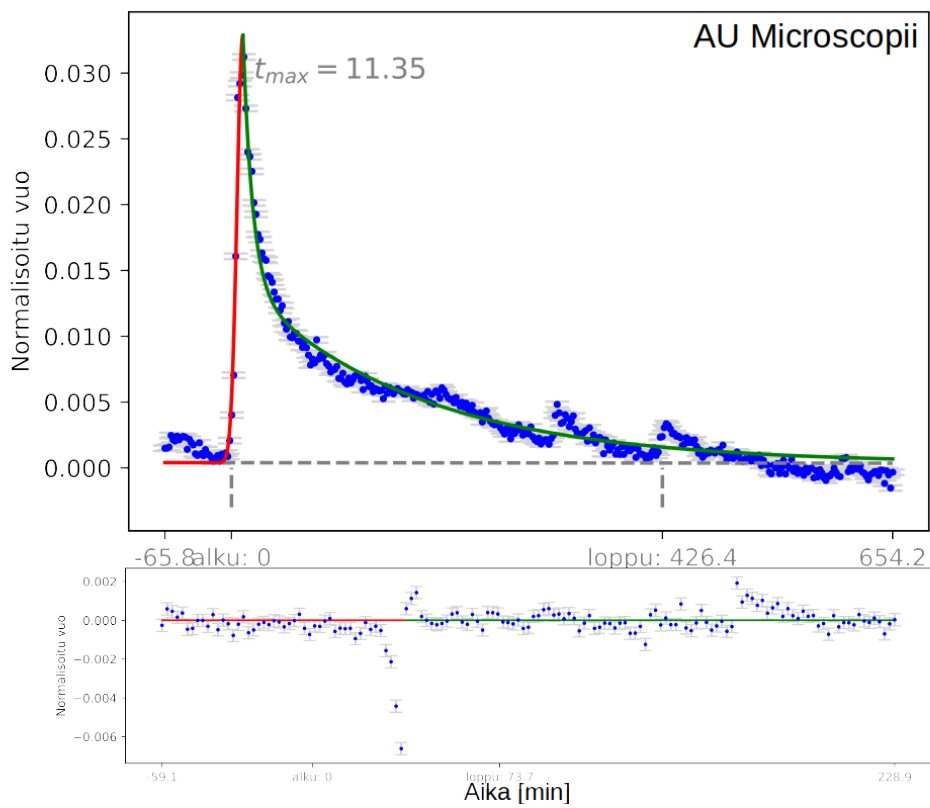
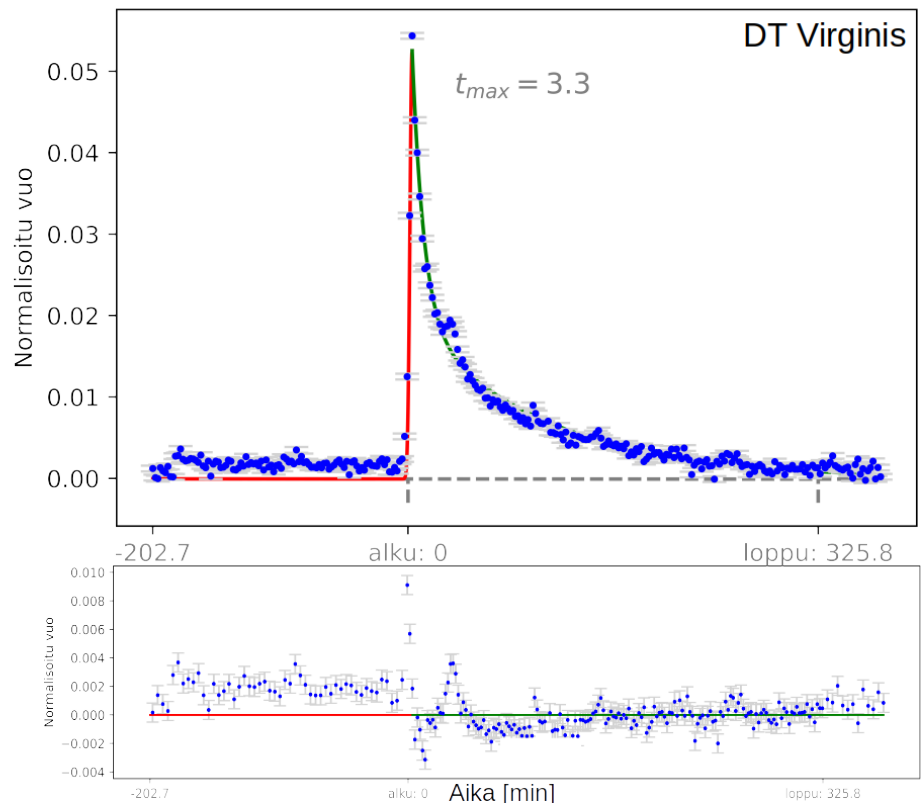
Tunnistetut QPP:t ja muut kompleksit rakenteet sopivat muiden havaintoihin. Howard ja Macgregor havaitsivat, että 440 suurimmasta purkauksesta noin 46% oli kompleksisia QPP-rakenteita [54]. Tässä työssä hyväksytyistä roihuista noin 20% oli kompleksisia ja näyttivät QPP-rakenteelta. Luku on hieman pienempi, koska yhden sovituksen malli johti helposti QPP-roihun hylkäämiseen. Kandidaattiin ei sovitettu useaa roihua, kuten Howard ja Macgregor tekevät. Toisaalta he käyttävät 20 sekunnin kadenssin dataa, mikä paljastaa kompleksisia rakenteita paremmin. Jos hylätyt QPP:t otetaan huomioon, kompleksisia on noin 30% kaikista kandidaateista. Tau-

Taulukko IV: Suurimmat tunnistetut roihupurkaukset.

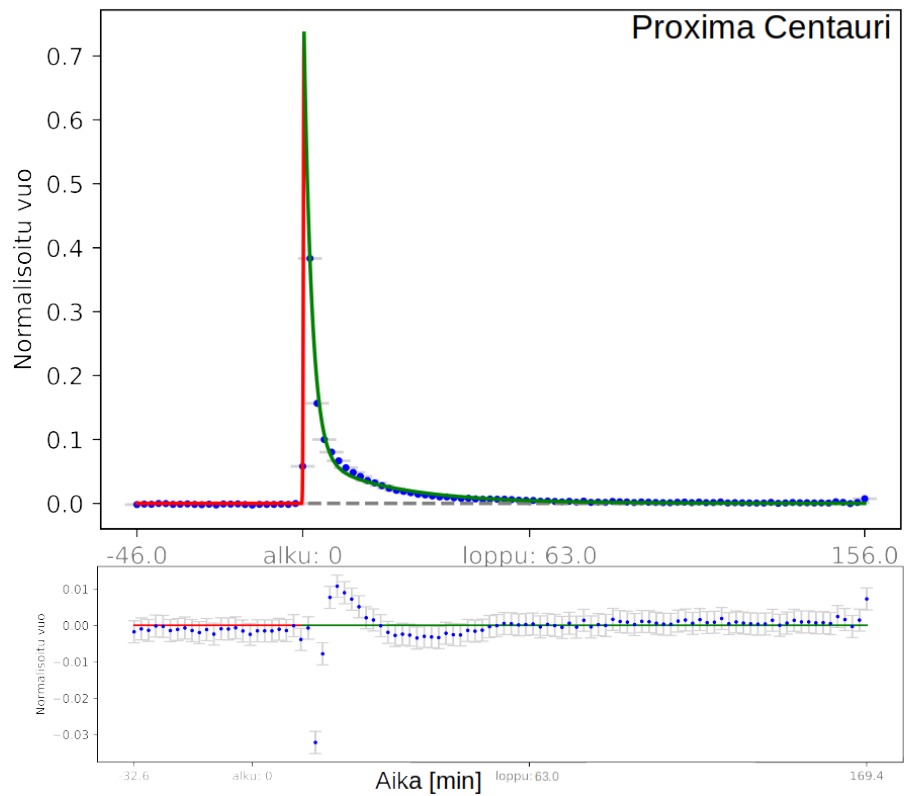
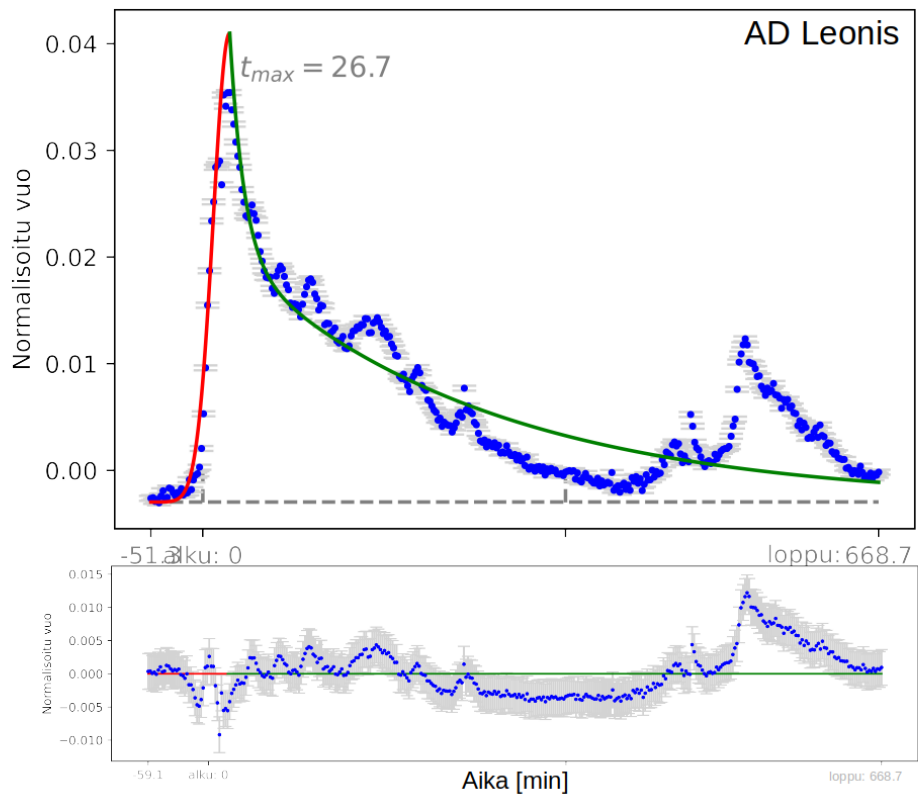
Kohde	Alku BJD-2457000	Huippu min	Kesto min	$E_{\text{Bol}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	$\Delta E_{\text{Abs}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	Maksimi $\cdot 10^{33}$ erg/s	QPP?	$\Delta m_{\text{T}}$
DT Vir	1946,74	3,3	325	7,41	0,43	0,14	E	0,06
AU Mic	2056,91	11,4	426	8,43	0,95	0,025	E	0,03
AD Leo	2627,28	27	669	7,96	0,62	0,008	K	0,04
Prox. Cen.	1623,17	1,1	63	0,498	0,028	0,86	E	0,59

lukkoon IV on eritelty kaikkien kohteiden suurimmat hyväksytyt purkaukset. Alkúhetkeksi on valittu purkauksen alkamisaika. Purkauksen alku- ja loppuhetki valittiin pisteeseen, jossa sovitus poikkesi yli  $1\sigma$  liukuvasta mediaanista. Kuvissa 14 ja 15 on kuvat parhaista hyväksytyistä roihuista. Trendi on merkitty katkoviivalla. Kolme purkauksista on tyypiltään klassisia purkauksia, ja sovitetut mallit sopii hyvin niihin. AD Leoniksen roihupurkaus on tyypiltään QPP, ja paras malli löydettäisiin sovittamalla siihen useampi klassinen malli. Sitä ei nyt tehty, koska malli hyväksyttiin bayesin mallivertailun jälkeen. AD Leoniksen purkauksessa ei ole kompleksista nousua, mutta vaimenemisessa on useita peak bump - rakenteita.

Mielenkiintoinen havainto taulukossa IV on Proxima Centaurin suurin havaittu purkaus: sen maksimiluminositeetti on jopa 6-kertainen toiseksi suurimpaan verrattuna. Sen suhteellinen magnitudi Tessin kaistalla on lähes 0,6 magnitudia. Silti purkauk-



Kuva 14: Suurimmat roihupurkaukset kohteittain ja residuaalit



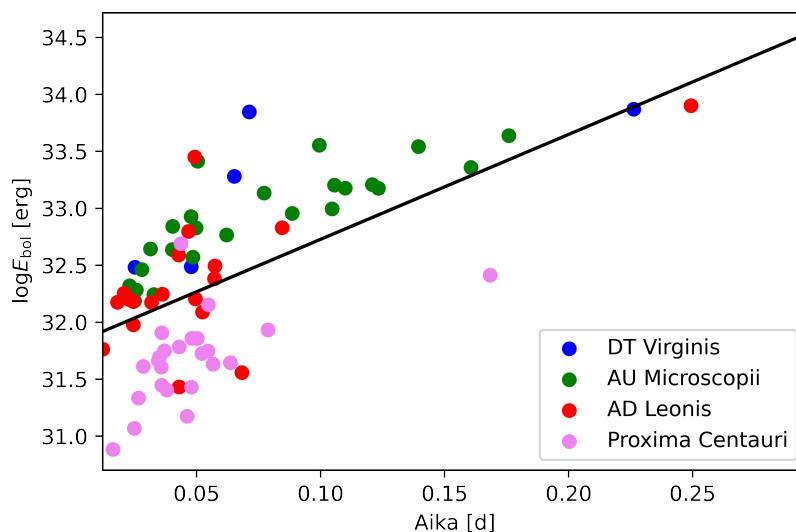
Kuva 15: Suurimmat roihupurkaukset kohteittain ja residuaalit

sen kesto on varsin lyhyt ja kokonaisenergia jää varsin vaatimattomaksi verrattuna muiden kohteiden purkauksiin. Syynä voi olla kosminen hiukkanen, joka on sattumalta aiheuttanut häiriön valokäyrään juuri purkausehdokkaan kohdalla. Malli sopi hyvin havaintoihin, joten se hyväksyttiin. Voi olla, ettei kahden minuutin kadenssi riitä paljastamaan näin suuria purkauksia nopean nousu- ja laskurakenteen takia, joten niitä voi tapahtua useammin. Liitteessä 2 on koottuna kaikki Proxima Centaurin hyväksytyt purkaukset. Niistä huomaa selvästi, että useissa purkauksissa on samankaltainen nopean nousun ja laskun rakenne, jolloin purkausmaksimi jää helposti havaitsematta.

Aika alkuhetkestä hetkeen, jolloin kirkkausmaksimi saavutettiin, on varsin pitkä suurimmilla purkauksilla: kaikkien roihupurkausten huippuajan keskiarvoksi saatiin 6,4 minuuttia, kun voimakkaimman neljän purkauksen keskiarvo oli noin 11 minuuttia. Se viittaisi korrelaatioon purkausvoimakkuuden ja nousun keston välillä, mutta korrelaatiota ei havaittu. Tulos on tuttu muista tutkimuksista [56] [64]. Purkauksen vaimenemisvaiheen ja purkauksen keston välillä on sen sijaan on voimakas lineaarinen korrelaatio. Kuvassa 16 on esitetty kaikkien hyväksytyjen purkausten bolometrinen energia suhteessa keston vaimenemisen alettua. Pearsonin korrelaatiotestistä tuloksena saatiin 0.81 hyvin pienellä p-arvolla, mikä viittaa hyvin vahvaan korrelaatioon [54] [64] [56].

Eniten klassisia purkauksia havaittiin Proxima Centaurilta. Tähti on säilynyt hyvin aktiivisena iästään huolimatta. Purkaukset olivat helposti mallinnettavia, ja ne ovat kaikki laskostettuna samassa kuvassa 17. Vain muutamassa roihupurkauksessa on kompleksinen nousustruktuuri ja QPP rakenne. Vuot on kasattu päällekkäin skaalamalla kaikki purkaukset suhteellisen kirkkauden avulla. Huippuhetkellä kirkkaus on 1, ja hiljainen taustavuo saa arvon 0.

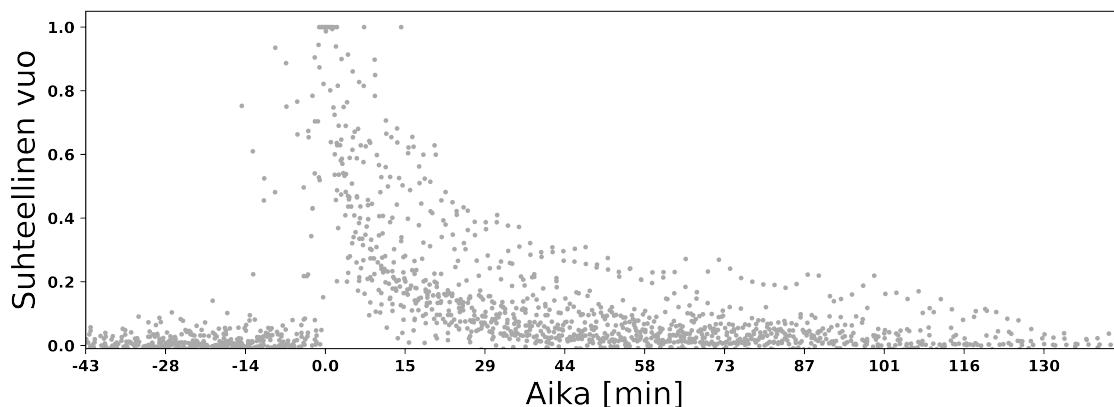
Havaituista kohteista ei kertaakaan mitattu yli  $10^{34}$  erg energiaa. Purkauksia ta-



Kuva 16: Korrelaatio roihupurkauksen vapauttaman energian ja sen kokonaiskeston välillä.

pahtui paljon ja epäsäännöllisesti, mutta Carringtonin tapauksen suuruusluokan purkauksia ei mitattu. Sellainen tiedetään tapahtuneen esimerkiksi AD Leoniksella vuonna 1985 [104]. Otsonikerroksen tuhoamiseen purkausenergiat tämän työn aikasarjoissa ei näyttäisi riittävän, vaikka purkauksia tapahtuu tajaan [70].

Virhetarkastelu tehtiin laskemalla absoluuttinen virhe. Mallin virheet laskettiin kullekin parametrille  $3\sigma$ -arvolla. Muut virheet haettiin kirjallisuudesta (Taulukko I). Virheiden suhteellinen arvo oli n. 10% luokkaa. Se on aivan liian pieni: kaavan 32 virheeksi ilmoittaa alkuperäinen muotoilija jopa 60%, mikä kasvattaa saatua virhettä merkittävästi [51]. Virhe johtuu roihupurkauksen lämpötilasta. Sitä on vaikea arvioida, eikä sen emissio välttämättä noudata mustan kappaleen säteilyä optisella alueella. Toisaalta itse punaisen kääpiön säteily ei noudata mustan kappaleen säteilyä, joten virhettä tulee monesta lähteestä. Tässä työssä 60% virhe jätettiin huomioimatta. Jos virhe huomioitaisiin, tulokset muuttuisivat suuruusluokka-arvioiksi. Ne olisivat silti hyviä arvioita purkausvoimakkuudesta.



Kuva 17: Kaikki Proxima Centaurin roihupurkaukset yhdessä kuvaajassa. Muutama QPP-purkaus aiheuttaa vaihtelua nollahetken ympärillä, mutta suurin osa noudattaa klassista muotoa.

## 4.2 Magneettikentät, Pilkkupeitot

Taulukkoon V on kerätty suurimpien roihujen pilkkuympäristöt ja magneettikentät. Virheet on laskettu samaan tapaan kuin roihupurkausenergioille: Shibayaman ilmoittamaa 60% virhettä ei huomioida [51]. Suuriin purkauksiin tarvitaan voimakkaita magneettikenttiä. Arvot ovat suunnilleen samaa suuruusluokkaa kuin auringonpilkkuympäristöjen magneettikentät (1000–4000 G) [26]. Pilkun peittoalue puolestaan näyttäisi sopivan muihin havaintoihin. Kun pilkkupeitoksi punaisille kääpiöille on arvioitu 10–50%, voi muutaman prosentin suuruusluokan yksittäisiä pilkkuja tai pilkkuympäristöjä muodostua pinnalle.

## 4.3 Roihuaktiivisuus

FA-luku laskettiin kaikille kohteille. Tulokset on lisätty kuvaan 18, joka on otettu Bognerin artikkelista [103], joka puolestaan on koostettu Yangin artikkelista [38]. Kuvaajaan ei ole lisätty Proxima Centauria, koska se ei mahtunut kuvan rajojen sisään. Bognerin kuvaajasta oli rajattu alle  $0,16 R_{\odot}$  kohteet pois, joten Proxima Centauri ei olisi ollut alkuperäisessä datassa. DT Virginis ja AD Leonis sopivat

Kohde	Pilkun peitto $\frac{A_{\text{spot}}}{A_{\text{star}}} \cdot 100\%$	Virhe %	Magneettikenttä $B_{\text{min}}$ [G]	Virhe [G]
DT Virginis	6,40	0,7	2361	459
AU Microscopii	5,10	0,50	1480	221
AD Leonis	0,37	0,12	2020	735
Proxima Centauri	3,11	1,33	1280	218

Taulukko V: Pilkun peitto ja roihupurkausympäristön magneettikentän pienin mahdollinen voimakkuus.

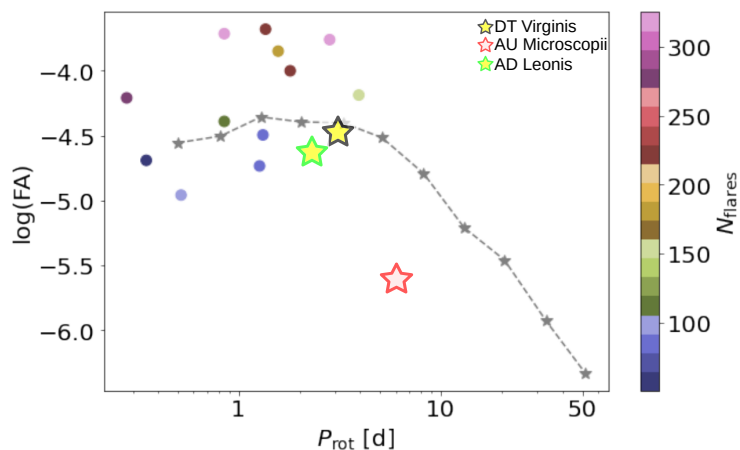
hyvin "saturoidulle alueelle." Se on alue, jossa 1–5 päivän pyörähtäjät ovat suuruusluokkaa  $\log FA = -4,5$ . AU Microscopii ei sovi kovin hyvin saturoidulle alueelle. Se voi johtua siitä, että AU Microscopii on vielä hyvin nuori ja sen takia poikkeuksellisen aktiivinen suhteessa pyörimisnopeuteensa. Lisäksi kuvan alkuperäisissä kohteissa osalla kohteista havaittuja purkauksia oli satoja, mutta tämän tutkielman kohteilla korkeintaan kymmeniä. Siksi AU Microscopiiille tarvitaan pidempi tarkastelujakso tarkan FA-luvun määrittämiseen.

#### 4.4 Roihu ja vaihe

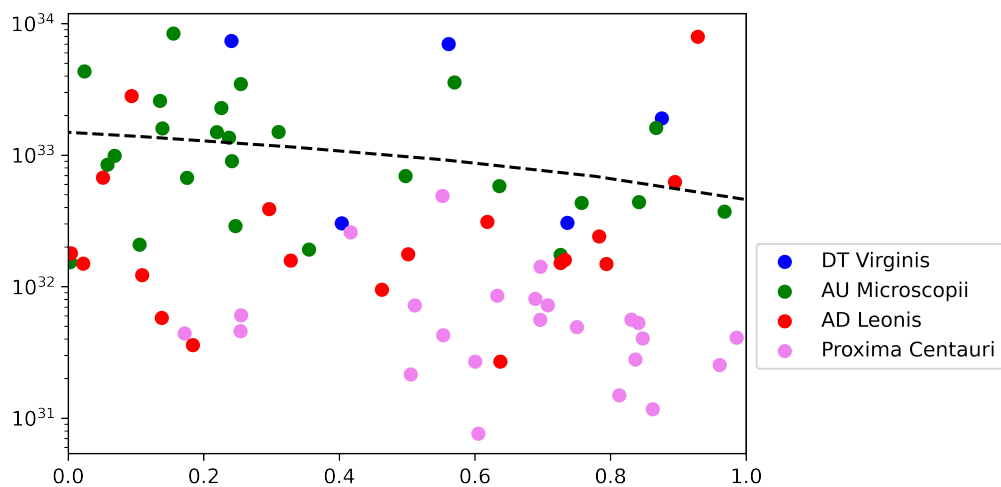
Korrelaatiota ei löytynyt roihun keston ja pilkun vaiheen välillä. Tulos oli odotettu ja tuttu kirjallisuudesta [64] [54]. Tulos voi ennustaa, että aktiivisten tähtien pinnalla purkauksia tapahtuu kaikkialla, ei pelkästään pilkkuympäristöissä. Kuvassa 19 on kaikki hyväksytyt purkaukset laskostettuna vaiheen funktioksi.

#### 4.5 Pilkkujaksot ja datan poistaminen

Roihupurkaukset oli helppo poistaa kohteilta, jotka purkautuvat harvoin, mutta säännöllisesti. Tällöin rakenne oli usein klassinen, kuten kuvassa 19 DT Virginiksen tapauksessa. Purkauksia ei tapahdu samaan aikaan. Sen sijaan kuvassa 20 on

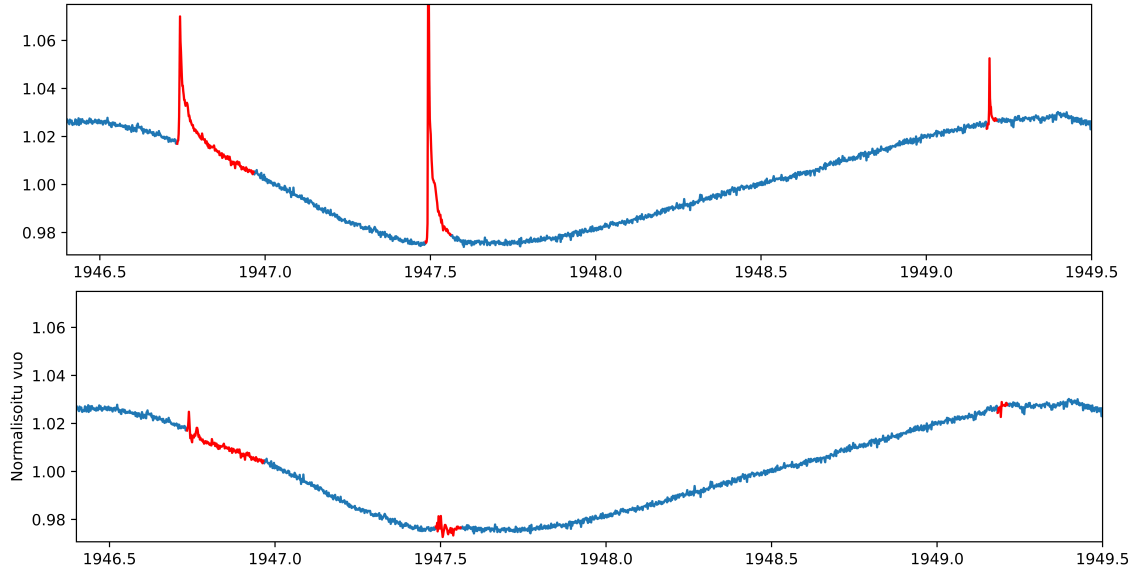


Kuva 18: FA-luku pyörimisjakson funktiona. Värikoodattuna tunnistettujen roihupurkausten lukumäärä. Tämän tutkielman kohteita ei värikoodattu kuvaajaan, koska havaittuja purkauksia oli vain vähän. Kohteet on merkitty värjättyillä tähtisymboleilla.

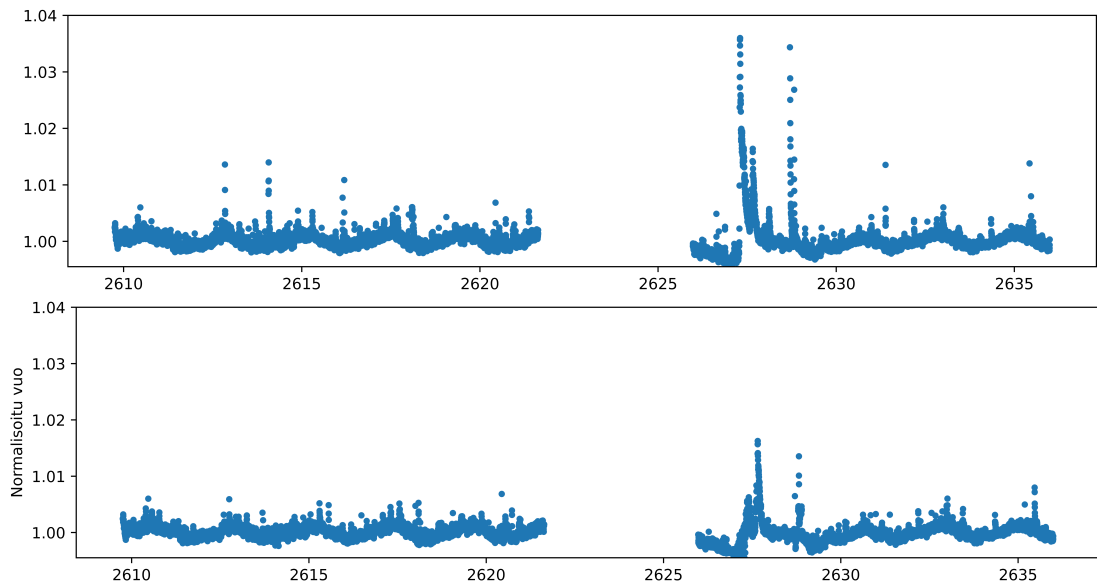


Kuva 19: Suurimman pilkun ja roihupurkauksen välillä ei havaita korrelaatiota. Katkoviivalla on merkitty Pearsonin korrelaatiokäyrää.

AD Leonis, joka purkautuu usein. AD Leoniksen purkauksista 46% jouduttiin hylkäämään. Valokäyrään jäi paljon vaihtelua, jota ei voitu mallintaa. Esimerkiksi eksoplaneetan ylikulun havaitseminen datasta voi olla hyvin vaikeaa, jos purkauksia ei voida poistaa tehokkaammalla algoritmilla.



Kuva 20: Ote DT Virginiksen valokäyrästä ennen roihupurkauksen poistoa ja poiston jälkeen. Punaisella merkitty roihupurkaukset. .



Kuva 21: AD Leoniksen valokäyrä ennen roihupurkausten poistoa ja poiston jälkeen. Punaisella merkitty roihupurkaukset.

Kaikki hyväksytyt purkaukset poistettiin alkuperäisistä valokäyristä. Sen jälkeen tehtiin MCMC MH-tarkastelu datalle kaavan 8 mallilla. Alkuarvauksena käytettiin periodogrammin antamaa alkuarvausta. Tulokset on koottu taulukkoon VI.

Taulukko VI: Hyväksytyjä jaksoja ja vertailua kirjallisuusarvoon.

Kohde	Havainto- jakso	Jaksoja	Pyörähdys- aika [d]	LHR	Kirj.- arvo
DT Virginis	1	1	2,89	136	2,89 [14a]
AU Microscopii	1	2	4,87; 2,42	48	4,85 [18a]
	2	2	4,87; 2,42	52	
AD Leonis	1	2	2,22	241	2,24 [7a]
Proxima Centauri	1	1	83,7	34	82,6 [23a]
	2	1	82,7	36	
	3	1	81,7	25	

## 5 Johtopäätöksiä

Tutkielmassa etsittiin tähden pyörimisjaksoja ja mallinnettiin roihupurkauksia. Tutkielmassa kartoitettiin uusia tapoja mitata aktiivisuutta optisesti perinteisten spektroskooppisten menetelmien sijaan. Toisaalta työn keskiössä oli mitata mallin avulla roihupurkauksissa vapautuvia energioita.

Kun valokäyrästä vähennetään roihupurkaukset ja muu epämieluisa häiriö, on luonnollinen seuraava askel etsiä muita jälkiä valokäyrästä. Tässä työssä tehtiin uusi pilkkujakson määrittäminen roihujen poiston jälkeen. Muutakin voitaisiin tehdä: Pilkkujen aiheuttama vaihtelu voitaisiin poistaa valokäyrästä, jonka jälkeen tähden pitkäaikaista aktiivisuussykliä voitaisiin arvioida. Toisaalta eksoplaneetan ylikulun etsiminen datasta on helpompaa, kun vähennys on tehty. Tai ehkä pilkkuja voisi mal-

lintaa latitudeittain, kun pilkkujaksot tunnetaan. Tässä tutkimuksessa osoitettiin, että vaikka purkaus- ja pilkkumallinnukset ovat toisille pelkkiä datan redusointiaskeleita, niistä saadaan samalla monenlaista tietoa pro bono.

Roihupurkausten mallinnuksessa huomattiin monia puutteita. Mittaustarkkuuden ja kadenssin parantuessa mallit eivät ole kovin hyviä, koska prosesseja purkausten takana ei tunneta kovin hyvin. Erilaiset alistruktuurit ja QPP-rakenteet tekevät mallintamisesta varsin vaikeaa. Helpoin tapa mallintaa roihupurkauksia on sovitaa useita klassisia roihumalleja päällekkäin. Menetelmässä on hiljainen oletus, että QPP mahdollisesti johtuu useasta purkauksesta. Niin ei välttämättä ole. Ehkä monimutkainen rakenne johtuu esimerkiksi CME:stä.

Joukossa on voimaa. Roihupurkauksia voidaan ymmärtää paremmin, kun niitä havaitaan paljon. TESSin 20 sekunnin kadenssilla päästään havaitsemaan jo hyvin lyhyen ajan muutoksia, ja tulevaisuuden avaruusinstrumenteilla päästään vielä parempaan kadenssiin. Statistinen strategia on seuraava: Kun purkausrakenne ja purkauksen kulku tunnetaan paremmin suuresta määrästä purkauksia, voidaan päätellä, millaisissa fysikaalisissa prosesseissa roihupurkaukset syntyvät.

Tutkielmaan valitut roihutähdet olivat hyvin erilaisia. AD Leonis oli erittäin aktiivinen kummajainen, Proxima Centauri taas iäkkäämpi, säännöllinen purkautuja. DT Virginiksen purkaukset olivat suuria muuten niin rauhalliseen pintaan verrattuna. Kohde oli malliesimerkki varhaisen tyyppin M-kääpiöstä. AU Microscopii puolestaan oli hyvin nuori järjestelmä, josta merkinä olivat hyvin tiheät purkausvälit. Jo neljän kohteen kohdalla huomattiin, että FA-luku ei ehkä ole paras mittari aktiivisuuden mittaamiseen, vaikka se perustuukin hyvin tunnettuun pyörimisaktiivisuusrelaatioon. M-kääpiöt ovat hyvin erilaisia pinta-aktiivisuudeltaan, joten FA:lle tarvittaneen jokin parempi optinen vastine.

Roihumallinnuksen suurin pulma oli laskuissa. Laskut nojaavat hyvin karkeisiin ole-

tuksiin purkausemission rakenteesta. Lisäksi tähden säde voi olla huonosti tunnettu, mikä aiheuttaa virheitä. Koska purkauksen syntymekanismi tähden pinnalla ja kromosfäärissä on huonosti tunnettu, ovat myös siitä johdetut mallit varsin puutteellisia. Spektroskooppiset ja spektropolarimetriset havainnot voivat auttaa ymmärtämään paremmin, millaisia purkausenergiat ja niiden pilkkuympäristöt ovat.

Vaikka tulokset magneettikenttien voimakkuudesta ja purkausten todellisista bolometrisistä energioista jää hieman spekulatiiviseksi, tutkielmassa onnistuttiin vähentämään purkauksia datasta. Työssä rakennettuja algoritmeja, kuten sigmaleikkausta, MCMC MH:ta ja GLS-periodogrammia tullaan käyttämään jatkossa tähden pilkkujen mallinnukseen ja aktiivisuussykliä mittaamiseen.

Työssä ei onnistuttu vastaamaan kysymykseen, voiko eksoplaneetan otsonikerros tuhoutua purkauksissa. Otsonikerroksen ehtyminen purkauksissa riippuu toisaalta purkausvoimakkuudesta ja -huipusta, toisaalta kokonaiskestosta. Jos purkausenergiamallit ovat vaillinaisia, ovat ilmakehämallitkin vähintään spekulatiivisia. Purkausenergiat havaituilla kohteilla jäivät alle  $10^{35}$  erg, eikä edes  $10^{34}$  erg lukemaa mitattu. Toisaalta aikasarjat ovat vain 26 päivän mittaisia, joten aktiivisuus voi ennustaa, että suurempia purkauksia M-kääpiöissä tapahtuu. Auringossa  $10^{33}$  erg purkaukset ovat harvinaisia, mutta havaituissa kohteissa varsin tyypillisiä.

Otsonikerroksen tuhoamisen lisäksi eksoplaneettatutkijoille jää selvitettäväksi, millaisia implikaatioita roihupurkauksilla on prebioottiselle kemialle. Ionisoiva säteily saattaa toimia starttimoottorina elämään johtavissa prosesseissa.

Maanläheisempänä päämääränä roihupurkaustutkimuksessa on suurten purkausten ennustaminen. Auringon purkaukset ovat suuri uhka ihmiskunnan tieto- ja sähköverkkojärjestelmille. Suurten purkausten ennustaminen auttaisi ennakoimaan ja varautumaan niitä vastaan. Purkauksia voidaan ymmärtää paremmin tutkia tähtiä, joissa purkauksia tapahtuu eniten – punaisia kääpiöitä.

## Viitteet

- [1] Todd J.,H et al. (2006): *The Solar Neighborhood. XVII. Parallax Results from the CTIOPI 0.9 m Program: 20 New Members of the RECONS 10 Parsec Sample*, **AJ** **132**, **6**, p. 2360-2371.  
arXiv:astro-ph/0608230
- [2] Mamajek, E., Pecaut, M. (2021): *Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars*, **ApJ Supplement**, **208**, **1**, 22 pp.  
arXiv:1307.2657
- [3] Howard, W. S. et al. (2018): *The First Naked-eye Superflare Detected from Proxima Centauri*, **ApJ** **860**, **2**, 6 pp.  
arXiv:1804.02001
- [4] List of nearest stars and brown dwarfs (2022), Wikipedia, The free encyclopedia  
URL: [https://en.wikipedia.org/wiki/List\\_of\\_nearest\\_stars\\_and\\_brown\\_dwarfs#cite\\_note-distfn-6](https://en.wikipedia.org/wiki/List_of_nearest_stars_and_brown_dwarfs#cite_note-distfn-6)
- [5] Charbonneau, D., Dressing, C.D. (2015): *The occurrence of potentially habitable planets orbiting M dwarfs estimated from the full Kepler dataset and an empirical measurement of the detection sensitivity*, **ApJ** **807**, **1**, 45 pp.  
10.1088/0004-637x/807/1/45
- [6] Gregersen, E.: *Red dwarf star*, Encyclopedia Britannica URL: <https://www.britannica.com/science/red-dwarf-star>
- [7] Basri, G., Reiners, A. (2009): *On the magnetic topology of partially and fully convective stars*, **A&A** **496**, **3**, p. 787 - 790  
DOI: 10.1051/0004-6361:200811450
- [8] Kochukhov, O., Reiners, A., 2020, *The Magnetic Field of the Active Planet-hosting M Dwarf AU Mic*, **ApJ** **902**, **1**, 10 pp  
arXiv:2008.10668
- [9] Clette F. et al (2014): *Revisiting the Sunspot Number. A 400-Year Perspective on the Solar Cycle*, **Space Science Reviews** **186**, **1-4**, p. 35-103  
arXiv:1407.3231
- [10] Kovaltsov, G.A., Solanki, S.K., Usoskin, G. (2007): *Grand minima and maxima of solar activity: new observational constraints*, **A&A** **471**, p. 301–309  
DOI: 10.1051/0004-6361:20077704
- [11] Larmor, J. (1919): *How Could a Rotating Body Such as the Sun Become a Magnet?*, **Reports of the British Association**, **87**, p. 159-160.
- [12] Charbonneau, P (2014): *Solar Dynamo Theory Annual Review of A&A* **52** p.251-290  
DOI: 10.1146/annurev-astro-081913-040012

- [13] Zaleski, S.M. et al (2020) *Activity and differential rotation of the early M dwarf Kepler-45 from transit mapping*, **MNRAS** **492**, **4**, p.5141-5151  
DOI: 10.1093/mnras/staa103
- [14] Kuker et al (2019): *Cycle period, differential rotation, and meridional flow for early M dwarf stars* , **A&A** **622**, 7 pp.  
arXiv:1804.02925
- [15] Pipin, V.V., Seehafer, N. (2009): *An advective solar-type dynamo without the  $\alpha$  effect*, **A&A** **508**, **1**, p.9-16  
arXiv:0910.2614
- [16] Babcock, H.W (1960): *The topology of the Sun's magnetic field and the 22-year cycle*, **Solar Physics** **22**, **1**, p.3-19  
DOI: 10.1086/147060
- [17] Spiegel, E.A., Zahn, J.-P. (1992): *The solar tachocline*, **A&A** **265**, p. 106-114  
Bibcode: 1992A&A...265..106S
- [18] Charbonneau, P (2005): *Dynamo Models of the Solar Cycle*, **Living Reviews in Solar Physics** **2**, **1**, 83 pp.  
DOI: 10.1007/s41116-020-00025-6
- [19] Donati, J.-F., Morin, J. (2008): *Large-scale magnetic topologies of early M dwarfs*, **MNRAS** **390**, **2**, p. 545-560.  
arXiv:0809.0269
- [20] Browning, M.K (2008): *Simulations of Dynamo Action in Fully Convective Stars*, **ApJ** **676**, **2**, p. 1262-1280  
arXiv:0712.1603
- [21] Yadav, R.K. (2015): *Explaining the Coexistence of Large-scale and Small-scale Magnetic Fields in Fully Convective Stars* , **ApJ Letter** **813**, **2**, 6 pp.  
arXiv:1510.05541
- [22] Ilin, E. et al (2021): *Giant white-light flares on fully convective stars occur at high latitudes*, **MNRAS**, (accepted 07/2021), 23 pp.  
arXiv: 2108.01917
- [23] Chabrier, G (2005): *Review on low-mass stars and brown dwarfs*, **eprint**  
arXiv:astro-ph/0509798
- [24] Morin, J. et al (2008): *Large-scale magnetic topologies of mid M dwarfs*, **MNRAS** **390**, **2**, p. 545–560, 567-581  
arXiv: 0808.1423
- [25] Zwaan, C. (1992): *The Evolution of Sunspots*, Sunspots: Theory and Observations, **NATO ASI Series** **375**, Springer, Dordrecht  
ISBN: 978-94-011-2769-1
- [26] Okamoto, T.J., Sakurai, T. (2018): *Super-strong Magnetic Field in Sunspots*, **ApJL** **852**, **1**, 6pp.  
DOI 10.3847/2041-8213/aaa3d8

- [27] Delfosse, X. et al (1998): *Rotation and chromospheric activity in field M dwarfs* **Astronomy and Astrophysics** **331**, p.581-595  
Bibcode: 1998A&A...331..581D
- [28] West, A.A. et al (2015): *An Activity-Rotation Relationship and Kinematic Analysis of Nearby Mid-to-Late-Type M Dwarfs*, **ApJ** **812**, **1**, 12 pp.  
arXiv: 1509.01590
- [29] Kollath, Z., Olah, K. (2009): *Multiple and changing cycles of active stars*, **A&A** **501**, **2**, p. 703 - 713  
DOI: 10.1051/0004-6361/20081130
- [30] Chugainov, P.F. (1966): *On the Variability of HD 234677*, **Information Bulletin on Variable Stars** **122**, **1**  
Bibcode: 1966IBVS..122....1C
- [31] Morris, B.M (2020): *A Relationship between Stellar Age and Spot Coverage*, **ApJ** **893**, **1**, 13 pp.  
arXiv: 2002.09135
- [32] Barnes, J.R., Jeffres, S.V. (2010): *The effect of M dwarf starspot activity on low-mass planet detection thresholds*, **MNRAS**, *accepted 2010*, 12pp.  
arXiv: 1011.1125
- [33] Fang, X.-S. (2020): *Stellar activity with LAMOST. III. Temporal variability pattern in Pleiades, Praesepe, and Hyades*, **MNRAS** **495**, **3**, p.2949-2965,  
arXiv:2005.14665
- [34] Han, H., Wang, H. (2018): *Activity Analyses for Solar-type Stars Observed with Kepler. II. Magnetic Feature versus Flare Activity*, **ApJ SS** **236**, **7**, 18pp  
DOI: 10.3847/1538-4365/aab779
- [35] Pizzolato, N. et al (2003): *The stellar activity-rotation relationship revisited: Dependence of saturated and non-saturated X-ray emission regimes on stellar mass for late-type dwarfs?*, **A&A** **397**, p. 147-157  
DOI: 10.1051/0004-6361:20021560
- [36] Odbjorn, E., Vial, J.-C., Skumanich, A. (2019): *The Sun as a Guide to Stellar Physics*, Chapter 8 - Solar and Stellar Variability, **Elsevier**, p.267–299  
ISBN: 978-0-12-814334-6  
DOI: 10.1016/B978-0-12-814334-6.00010-8
- [37] Ricker, G.R. et al (2015): *Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS)*, **Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems** **1**, id. 014003  
DOI: 10.1117/1.JATIS.1.1.014003
- [38] Yang, H (2017): *The Flaring Activity of M Dwarfs in the Kepler Field*, **ApJ** **849**, **36**, 15 pp.  
DOI: 10.3847/1538-4357/aa8ea2

- [39] Mamajek, E.E., Hillebrand, L.A. (2008): *Improved Age Estimation for Solar-Type Dwarfs Using Activity-Rotation Diagnostics*, **ApJ** **687**, **2**, p. 1264-1293  
arXiv: 0807.1686
- [40] Uitenbroek H. et al. (1998): *Spatially Resolved Hubble Space Telescope Spectra of the Chromosphere of Orionis\** **AJ** **116**, p. 2501–2512  
DOI: 10.1086/300596
- [41] Monnier, J. D. et al. (2007) *Imaging the Surface of Altair*, **Science** **317**, **5836**, p. 342–345  
arXiv: 0706.0867
- [42] Kochukhov, O. (2021): *Magnetic fields of M-dwarfs*, **A&A Review** **29**, **1**  
arXiv:2011.01781
- [43] Jackson, R. J., Jeffries, R. D. (2013): *On the relationship between the size and surface coverage of starspots on magnetically active low-mass stars*, **MNRAS** **431**, **2**, p.1883-1890  
arXiv:1302.4202
- [44] Barnes, J.R., Jeffers, S.V. et al (2015): *Starspot Distributions on Fully Convective M Dwarfs: Implications for Radial Velocity Planet Searches*, **ApJ** **812**, **1**, 14 pp.  
arXiv:1509.05284
- [45] Basri, G. (2021): *An Introduction to Stellar Magnetic Activity*, **IOP ebooks**, Bristol, UK: IOP Publishing, 2021
- [46] Berdyugina, S. V. (2005): *Starspots: A Key to the Stellar Dynamo*, **Liv. Rev. Sol. Phys.** **2**, **8**,  
DOI: 10.12942/lrsp-2005-8
- [47] Shibata, K.,Magara, T. (2011): *Solar Flares: Magnetohydrodynamic Processes*, **Solar Phys.**, **8,6**, 99 pp.  
DOI: 10.12942/lrsp-2011-6
- [48] Argiroffi, G. et al. (2019): *A stellar flare-coronal mass ejection event revealed by X-ray plasma motions*, **Nature A. Letters** **3**, p.742–748  
DOI: 10.1038/s41550-019-0781-4
- [49] Tsurutani, B. T. et al (2003): *The extreme magnetic storm of 1-2 September 1859*, **JGR Space Physics** **108**, **A7**  
DOI: 10.1029/2002JA009504
- [50] Chang, H.-Y. et al (2018): *Hyperflares of M Dwarfs*, **ApJ** **867**, **78**, 9pp.  
DOI: 10.3847/1538-4357/aae2bc
- [51] Shibayama, T. et al (2013): *Superflares on solar-type stars Observed with Kepler I. Statistical Properties of Superflares*, **ApJ** **209**, **1**, 13 pp.  
arXiv:1308.1480
- [52] Pedersen, M.G. et al (2017): *Do A-type stars flare?*, **MNRAS** **466**, **3**, p.3060-3076  
arXiv:1612.04575

- [53] Chabrier, G., Baraffe, I. (1997): *Structure and evolution of low-mass stars*, **A&A** **327**, p.1039–1053  
arXiv:astro-ph/9704118
- [54] Howard, W.S., MacGregor, M.A. (2021): *No such thing as a simple flare: Substructure and QPP:s observed in a statistical sample of 20 second cadence TESS flares* , **Accepted to ApJ**  
arXiv:2110.13155
- [55] Gunther, M.N. et al (2020): *Stellar Flares from the First TESS Data Release: Exploring a New Sample of M Dwarfs*, **AJ** **159**, **2**, 16 pp.  
arXiv:1901.00443
- [56] Hawley, S.L. et al (2014): *Kepler Flares I: Active and inactive M-dwarfs*, **ApJ** **797**, **2**, 15 pp.  
arXiv:1410.7779
- [57] Cliver, E.W. (2022): *Extreme Solar events*, **Liv. Rev. in Solar Phys.** **19**, **1**  
arXiv:2205.09265
- [58] Ilin, E. et al (2019): *Flares in open clusters with K2 . I. M 45 (Pleiades), M 44 (Praesepe), and M 67* , **A&A** **622**, 16 pp.  
arXiv:1812.06725
- [59] Hilton, E.J. et al (2011): *The Galactic M Dwarf Flare Rate* , **ASP Conference Series** **448**, 10 pp.  
Bibcode: 2011ASPC..448..197H
- [60] Feinstein, A.D. et al. (2020): *Flare Statistics for Young Stars from a Convolutional Neural Network Analysis of TESS Data*, **AJ** **accepted**, 21 pp.  
arXiv:2005.07710
- [61] Roettenbacher, R. M., Vida, K. (2018): *The Connection between Starspots and Flares on Main-sequence Kepler Stars*, **ApJ** **868**, **1**, 8 pp.  
arXiv:1810.04762
- [62] Doyle, L. et al (2018): *Investigating the rotational phase of stellar flares on M dwarfs using K2 short cadence data*, **MNRAS** **480**, **2**, p.2153-2164  
arXiv:1807.08592
- [63] Kashapova, L. K. (2020): *The morphology of average solar flare time profiles from observations of the Sun's lower atmosphere* **accepted to MNRAS**. 8 pp.  
arXiv:2102.02596
- [64] Davenport, J.R.A. et al (2014): *Kepler Flares. II. The Temporal Morphology of White-light Flares on GJ 1243* , **ApJ** **797**, **2**, 11  
arXiv:1411.3723
- [65] McLaughlin, J.A. et al (2018): *Modelling Quasi-Periodic Pulsations in Solar and Stellar Flares*, **Space Science Reviews** **214**, **45**  
arXiv:1802.04180

- [66] Balona, L.A. (2015): *Oscillations in stellar superflares*, **MNRAS** **450**, **1**, p. 956-966  
arXiv:1504.01491
- [67] Charbonneau, D., Dressing, C.D. (2013): *The occurrence rate of small planets around small stars*, **ApJ** **767**, **1**, 20 pp.  
arXiv:1302.1647
- [68] Tuomi, M. et al. (2019): *Frequency of planets orbiting M dwarfs in the Solar neighbourhood* **eprint in arXiv**  
arXiv:1906.04644
- [69] Kaltenegger, L., Ramirez, R. M. (2015): *The Habitable Zones of Pre-Main-Sequence Stars*, **ApJ L.** **798**, **1**  
arXiv: 1412.1764
- [70] Lingam, M., Loeb, A. (2017): *Risks for Life on Habitable Planets from Superflares of Their Host Stars*, **ApJ** **848**, **1**, 13 pp.  
arXiv:1708.04241
- [71] *Mikulski Archive for Space Telescopes*  
URL: <https://archive.stsci.edu/>
- [72] Osten, R.A, Wolk, S. J. (2015): *Connecting flares and transient mass-loss events in magnetically active stars*, **ApJ** **809**,**79**, 12pp  
DOI: 10.1088/0004-637X/809/1/79
- [73] Manjavacas, L. et al. (2019): *Cloud Atlas: Rotational spectral modulations and potential sulfide clouds in the planetary-mass, late t-type companion Ross 458c*, **Accepted in ApJL**  
arXiv: 1903.10702.pdf
- [74] Anglada-Escude, G. et al. (2016): *A terrestrial planet candidate in a temperate orbit around Proxima Centauri*, **Nature** **536**, p.437-440  
Bibcode: 2016Natur.536..437A
- [75] Thompson, R. O. R. Y. (1971): *Spectral Estimation from Irregularly Spaced Data*, **IEEE Trans.**, **GE-9**, **107**  
DOI: 10.1109/TGE.1971.271476
- [76] VanderPlas, J. T. (2018): *Understanding the Lomb–Scargle Periodogram*, **ApJ SS** **236**, **1**, 28 pp.  
DOI: 10.3847/1538-4365/aab766
- [77] Lomb, N. R. (1976): *Least-squares frequency analysis of unequally spaced data*, **Astrophys. Space Sci.** **39**, p.447–462  
DOI URL: <https://doi.org/10.1007/BF00648343>
- [78] Scargle, J. D. (1982): *Studies in astronomical time series analysis. II. Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data*, **ApJ** **263**, p.835–853 DOI: 10.1086/160554

- [79] Zechmeister, M., Kuerster, M. (2009): *The generalised Lomb-Scargle periodogram*, **A&A** **496**, **577** DOI: 10.1051/0004-6361:200811296
- [80] Van de Schoot, R. et al. (2021): *Bayesian statistics and modelling*, **Nat Rev Methods Primers** **1**, **1**, 26 pp.  
DOI: 10.1038/s43586-020-00001-2
- [81] Robinson, E. (2016): *Introduction to Likelihood Statistics*, Luentomuistiinpanoista, Harvard University  
URL: [https://hea-www.harvard.edu/AstroStat/aas227\\_2016/lecture1\\_Robinson.pdf](https://hea-www.harvard.edu/AstroStat/aas227_2016/lecture1_Robinson.pdf)
- [82] Taboga, M. (2021): *Log-Likelihood*, Lectures on probability theory and mathematical statistics. Kindle Direct Publishing. Online appendix.  
URL: <https://www.statlect.com/glossary/log-likelihood>
- [83] Tuomi, M. et al. (2014): *Bayes' rule and applications*, Luentokalvot, University of Hertfordshire, Centre for Astrophysics Research  
URL: [users.utu.fi/miptuom/bayescaln.pdf](http://users.utu.fi/miptuom/bayescaln.pdf)
- [84] Koch, K.-R. (1988): *Parameter Estimation and Hypothesis Testing in Linear Models*, Springer publishing, p.306  
ISBN: 0-387-18840-1
- [85] Wilks, S. S. (1938): *The large-sample distribution of the likelihood ratio for testing composite hypotheses*, **Annals of Math. Stat.** **9**, **1**, p. 60–62  
DOI: 10.1214/aoms/1177732360
- [86] Fisher, R.A., Yates, F.: *Statistical Tables for Biological Agricultural and Medical Research*, 6th ed., Table IV.  
DOI: 10.1038/144533a0
- [87] Schwarz, G. (1978): *Estimating the Dimension of a Model*, **Ann. Statist.** **6**, **2**, p.461–464  
DOI: 10.1214/aos/1176344136
- [88] Profillidis, V.A., Botzoris, G.N. (2019): *Modeling of Transport Demand*, chapter 6: Trend Projection and Time Series Methods, **Elsevier**, p. 225-270  
ISBN: 9780128115138
- [89] Kass, R. E., Raftery, A. E. (1995): *Bayes Factors*, **American Stat. Assoc.** **90**, **430**, pp. 773–795  
<http://links.jstor.org/sici?sici=0162-1459%28199506%2990%3A430%3C773%3ABF%3E2.0.CO%3B2-8>
- [90] Casella, G., Christian, C. (2004): *Monte Carlo Statistical Methods*, **Springer publish**  
ISBN: 978-0387212395
- [91] Jeffrey, S., Roberts, G. O. (2004): *General state space Markov chains and MCMC algorithms*, **Prob. Surveys** **1**, p.20–71

- [92] Peng, R. D. (2022): *Advanced Statistical Computing*, 7.4.: Monitoring Convergence  
URL: <https://bookdown.org/rdpeng/advstatcomp/monitoring-convergence.html>
- [93] Gnu Astronomy utilities, chapter 7.1.3: Sigma clipping, Online book  
[https://www.gnu.org/software/gnuastro/manual/html\\_node/Sigma-clipping.html](https://www.gnu.org/software/gnuastro/manual/html_node/Sigma-clipping.html)
- [94] Vida, K. et al. (2019): *Flaring Activity of Proxima Centauri from TESS Observations: Quasiperiodic Oscillations during Flare Decay and Inferences on the Habitability of Proxima b*, **ApJ** **884**, **160**, 9pp  
DOI: 10.3847/1538-4357/ab41f5
- [95] Pitkin, M. et al. (2014): *A Bayesian method for detecting stellar flares*, **MNRAS** **445**, **3**, p. 2268–2284  
DOI: 10.1093/mnras/stu1889
- [96] Davenport, J. R. A. et al. (2014): *Kepler Flares II: The Temporal Morphology of White-Light Flares on GJ 1243*, **ApJ** **797**, **2**, 11 pp.  
arXiv:1411.3723
- [97] Andrews, A. D. (1965): *Flare Stars II. A Study of the Light Curves of Flare Stars*, **Irish Astronomical Journal** **7**, 20 pp.  
Bibcode: 1965IrAJ....7...20A
- [98] Liang, E.-S. (2020): *Exoplanets in the Antarctic Sky. III. Stellar Flares Found by AST3-II (CHESPA) within the Southern CVZ of TESS*, **AJ** **159**, **201**, 12 pp.  
DOI: 10.3847/1538-3881/ab7ea8
- [99] Reep, J. W., Knizhnik, K. J. (2019): *What Determines the X-Ray Intensity and Duration of a Solar Flare?*, **ApJ** **874**, **2**, 16 pp.  
DOI: 10.3847/1538-4357/ab0ae7
- [100] Howard, W. S. et al. (2020): *EvryFlare. III. Temperature Evolution and Habitability Impacts of Dozens of Superflares Observed Simultaneously by Evryscope and TESS*, **ApJ** **902**, **115**, 14pp.  
DOI: 10.3847/1538-4357/abb5b4
- [101] Yosuke, Y.A. (2019): *Impact of Stellar Superflares on Planetary Habitability*, **ApJ** **881**, **2**, 24 pp.  
arXiv:1906.06797
- [102] Notsu, Y. (2019): *Do Kepler Superflare Stars Really Include Slowly Rotating Sun-like Stars?—Results Using APO 3.5 m Telescope Spectroscopic Observations and Gaia-DR2 Data* **ApJ** **876**, **1**, 39 pp.  
arXiv:1904.00142
- [103] Bogner, M. et al (2021): *Effects of flares on the habitable zones of M dwarfs accessible to TESS planet detections*, **Astr. Notes** **343**, **4**, 7 pp.  
DOI: 10.1002/asna.20210079

- [104] Hawley, S. L., Pettersen, B. R. (1991): *The Great Flare of 1985 April 12 on AD Leonis*, **ApJ** **378**, p.725  
DOI: 10.1086/170474

**Taulukko I:n viitteet:**

- [1a] Shkolnik, E. et al (2009): *Identifying the young low-mass stars within 25 pc. I. Spectroscopic observations*, **ApJ** **699**, **1**, p. 649–666  
arXiv: 0904.3323
- [2a] Høg, E. et al (2000): *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*, **A&A** **355**, L27–L30  
DOI: 10.1888/0333750888/2862
- [3a] Nicolet, B. (1978): *Catalogue of homogeneous data in the UBV photoelectric photometric system*, **A&A SS** **34**, p.1–49  
Bibcode: 1978A&AS...34....1N.
- [4a] *The One Hundred Nearest Star Systems*, RECONS (Research Consortium On Nearby Stars)  
URL: <http://www.astro.gsu.edu/RECONS/TOP100.posted.htm>
- [5a] Basri, G., Reiners, A. (2009): *Evidence for magnetic flux saturation in rapidly rotating M stars*, **ApJ** **692**, **1**, p.538–545  
arXiv: 0810.5139
- [6a] Rojas-Ayala, B. et al (2012): *Metallicity and temperature indicators in M dwarf K band spectra: Testing new and updated calibrations with observations of 133 Solar neighborhood M dwarfs*, **ApJ** **748**, **2**, 93 pp.  
arXiv: 1112.4567.
- [7a] Morin, J. et al (2008): *Large-scale magnetic topologies of mid M dwarfs*, **MNRAS** **390**, **2**, p.567–581  
arXiv: 0808.1423
- [8a] Manjavacas, E. et al (2019): *Cloud Atlas: Rotational Spectral Modulations and Potential Sulfide Clouds in the Planetary-mass, Late T-type Companion Ross 458C*, **ApJ** **875**, **2**, 7 pp.  
arXiv: 1903.10702
- [9a] Vallenari, A. et al (2022): *Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties*, **A&A**  
arXiv: 2208.00211
- [10a] Alekseev, I. Y., Bondar, N. I. (1997): *Spottedness of the emission-line dwarf stars BF CVn, DT Vir, EQ Vir, and V1396 Cyg from photoelectric and photographic observations*, **AL** **23**, **2**, p.257–262  
Bibcode: 1997AstL...23..257A
- [11a] Laugier, R. et al. (2019): *Recovering saturated images for high dynamic kernel-phase analysis. Application to the determination of dynamical masses for the system Gl 494AB*, **A&A** **623**, **8**  
arXiv: 1901.02824

- [12a] Houdebine, E. R. (2010): *Observation and modelling of main-sequence star chromospheres - XIV. Rotation of dM1 stars*, **MNRAS** **407**, **3**, p. 1657–1673  
Bibcode: 2010MNRAS.407.1657H
- [13a] Fouqué, P. et al. (2018): *SPIRou Input Catalogue: global properties of 440 M dwarfs observed with ESPaDOnS at CFHT*, **MNRAS** **475**, **2**, p. 1960–1986  
arXiv:1712.04490
- [14a] Küker, M. et al. (2019): *Cycle period, differential rotation and meridional flow for early M dwarf stars*, **A&A** **622**, **A40**  
arXiv: 1804.02925
- [15a] Torres, C. A. O. et al. (2006): *Search for associations containing young stars (SACY). I. Sample and searching method*, **A&A** **460**, **3**, p. 695–708  
arXiv: astro-ph/0609258
- [16a] Van Leeuwen, F. (2007): *Validation of the new Hipparcos reduction*, **A&A** **474**, **2**, p. 653–664  
arXiv: 0708.1752
- [17a] Plavchan, P. et al. (2020): *A planet within the debris disk around the pre-main-sequence star AU Microscopii*, **Nature** **582**, **7813**, p. 497–500  
arXiv: 2006.13248
- [18a] Ibañez Bustos, R. V. et al. (2019): *First long-term activity study of AU Microscopii: a possible chromospheric cycle*, **MNRAS** **483**, **1**, p. 1159–1167  
DOI: 10.1093/mnras/sty3147
- [19a] Bessell, M. S. (1991): *The late-M dwarfs*, **AJ** **101**, **662**  
DOI: 10.1086/115714
- [20a] Samus', N. N. et al. (2017): *General catalogue of variable stars*, **Astr. reports GCVS 5.1. 61**, **1**, 80 pp.  
DOI: 10.1134/S1063772917010085.
- [21a] Kervella, B. et al. (2017): *Proxima's orbit around  $\alpha$  Centauri*, **A&A** **598**, L7  
arXiv: 1611.03495
- [22a] Ségransan, D. et al. (2003): *First radius measurements of very low mass stars with the VLTI*, **A&A** **397**, **3**, L5–L8  
arXiv: astro-ph/0211647
- [23a] Collins, J. M. (2017): *Calculations of periodicity from H $\alpha$  profiles of Proxima Centauri*, **A&A** **602**, **A48** arXiv: 1608.07834

# Liite 1: Roihupurkaukset

Taulukko VII: Hyväksytyt roihupurkauskandidaatit mallinnusta varten. Punaisella hylätyt.

Kohde	Roihu nro.	Alku BJD-2457000	Huippu min	Kesto min	$E_{\text{Bol}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	$\Delta E_{\text{Abs}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	QPP? K/-
DT							
Virginis	1	1936.57	3,1	69	0,31	0,02	
	2	1946.74	3,3	325	7,41	0,43	
	3	1947.49	3,2	102	7,02	0,52	
	4	1949.18	2,4	36	0,30	0,02	
	5	1954.36	3,1	94	1,91	0,17	K
AU							
Microscopii	1	1326,67	40,2	232	2,28	0,11	K
	2	1327,21	10,0	140	0,42	0,06	
	3	1327,89	4,6	36	0,15	0,03	
	4	1328,50	8,9	78	1,50	0,14	
	5	1333,89	4,3	73	2,59	0,44	
	6	1335,11	3,8	253	4,35	0,83	
	7	1337,02	22,1	64	0,85	0,05	K
	8	1345,50	33,7	152	1,60	0,17	
	9	1350,02	7,7	58	0,70	0,09	
	10	1350,28	16,7	72	0,67	0,02	K
	11	2036,71	2,0	21	0,007	0,004	
	12	2037,44	7,7	33	0,21	0,01	
	13	2037,67	4,9	200	3,48	0,33	
	14	2039,18	4,8	30	0,44	0,09	
	15	2039,34	6,6	44	0,31	0,03	K
	16	2039,82	3,0	74	0,31	0,02	K
	17	2042,48	6,2	111	1,36	0,10	K
	18	2047,21	2,9	70	0,37	0,03	
	19	2047,34	5,4	40	0,29	0,01	
	20	2051,44	2,9	158	1,50	0,15	K
	21	2053,42	5,1	143	3,58	0,24	
	22	2054,28	19,1	128	0,90	0,03	K
	23	2055,90	3,0	89	0,58	0,04	
	24	2056,83	4,3	59	0,43	0,03	
	25	2056,91	11,4	426	8,43	0,95	
	26	2057,80	5,4	174	1,61	0,14	
	27	2058,83	5,6	47	0,17	0,03	
	28	2059,55	7,6	151	0,99	0,15	
AD							
Leonis	1	2612,59	2,7	45	0,04	0,004	
	2	2612,75	2,5	34	0,09	0,01	
	3	2612,84	1,1	37	0,19	0,008	
	4	2614,06	4,2	67	0,63	0,02	
	5	2614,88	3,9	35	0,15	0,006	
	6	2616,14	3,0	26	0,15	0,002	
	7	2617,65	2,7	27	0,06	0,005	
	8	2619,05	3,0	27	0,05	0,006	K
	9	2620,43	3,0	30	0,09	0,010	

*jätkuu seuraavalla sivulla*

Taulukko VII: (jatkuu)

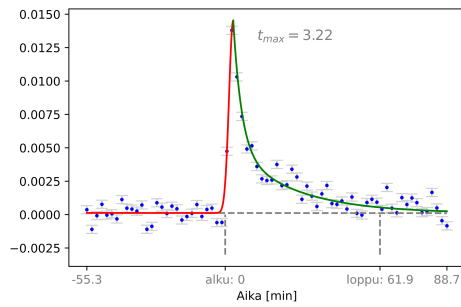
Kohde	Roihu nro.	Alku BJD-2457000	Huippu min	Kesto min	$E_{\text{Bol}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	$\Delta E_{\text{Abs}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	QPP? K/-
	10	2618,09	3,3	123	0,67	0,04	K
	11	2620,72	2,4	31	0,02	0,006	K
	12	2621,37	2,7	71	0,16	0,008	
	13	2626,63	3,3	35	0,09	0,004	
	14	2626,84	44,9	50	0,64	0,009	K
	15	2627,28	27	669	7,96	0,62	
	16	2628,10	15	62	0,39	0,05	K
	17	2628,69	3,0	71	2,82	0,34	K
	18	2628,81	2,9	98	0,36	0,13	
	19	2629,12	4,9	83	0,31	0,03	K
	20	2629,58	1,1	75	0,12	0,03	
	21	2630,12	2,8	82	0,14	0,02	
	22	2630,83	2,8	71	0,02	0,009	K
	23	2630,98	2,8	82	0,24	0,02	
	24	2631,38	1,4	52	0,18	0,01	
	25	2632,18	1,0	44	0,12	0,01	K
	26	2632,55	2,8	91	0,01	0,006	
	27	2632,86	1,0	15	0,01	0,002	K
	28	2632,97	0,9	92	0,36	0,03	K
	29	2633,41	39,0	131	0,42	0,04	K
	30	2634,34	50,6	76	0,14	0,02	K
	31	2635,18	1,0	29	0,04	0,003	K
	32	2635,39	0,6	29	0,08	0,004	K
	33	2635,42	1,1	30	0,18	0,01	
	34	2616,19	3,0	33	0,16	0,02	
	35	2617,69	3,1	46	0,15	0,01	
	36	2626,70	3,4	18	0,04	0,003	
	37	2630,17	NA	NA	NA	NA	K
Proxima Centauri	1	1602,12	3,2	62	0,031	0,002	
	2	1603,26	3,3	82	0,040	0,001	
	3	1605,94	1	52	0,082	0,002	
	4	1613,72	17	242	0,267	0,006	K
	5	1617,18	3	53	0,032	0,001	
	6	1618,29	1,1	73	0,072	0,007	
	7	1619,74	0,3	113	0,095	0,003	
	8	1622,40	3,3	38	0,021	0,001	
	9	1623,16	1,1	63	0,498	0,03	K
	10	1623,27	0,7	41	NA	NA	
	11	1625,35	1,1	41	0,046	0,003	
	12	1633,25	3,1	70	0,062	0,002	
	13	1636,04	1	23,5	0,007	0,001	
	14	1637,69	3,6	53	0,061	0,002	
	15	1641,22	1,1	75	0,058	0,003	
	16	1645,52	3,2	69	0,035	0,001	
	17	1647,29	1	52	0,043	0,003	
	18	1648,15	3,3	50	0,051	0,002	
	19	1648,15	3,3	50	0,055	0,002	
	20	1651,23	2,8	92	0,042	0,003	
	21	1652,19	3,1	69,3	0,073	0,002	

*jatkuu seuraavalla sivulla*

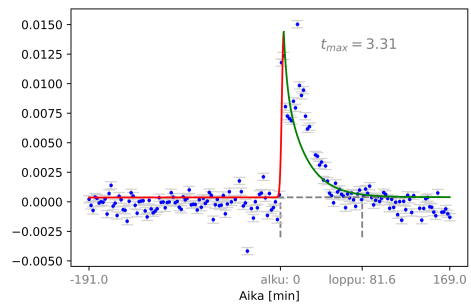
Taulukko VII: (jatkuu)

Kohde	Roihu nro.	Alku BJD-2457000	Huippu min	Kesto min	$E_{\text{Bol}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	$\Delta E_{\text{Abs}}$ $\cdot 10^{33}$ erg	QPP? K/-
	22	2334.89	0,3	95	0,010	0,001	
	23	2335.20	8,7	79	0,141	0,002	K
	24	2342.19	3,2	55	0,033	0,001	
	25	2351.94	3	67	0,016	0,002	
	26	2353.38	3	79	0,062	0,002	
Total:	96	Accepted:	72	Rejected:	24	QPP:	25

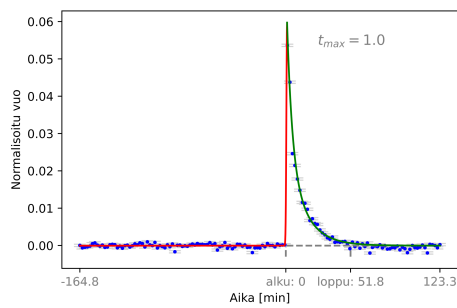
## Liite 2: Proxima Centaurin purkausmallinnus ja jään- nöstermit



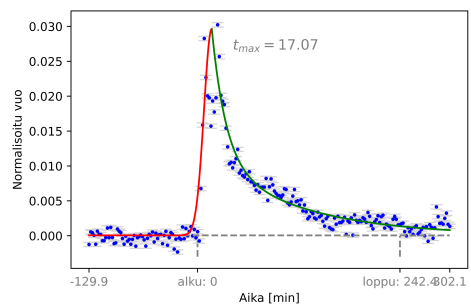
1



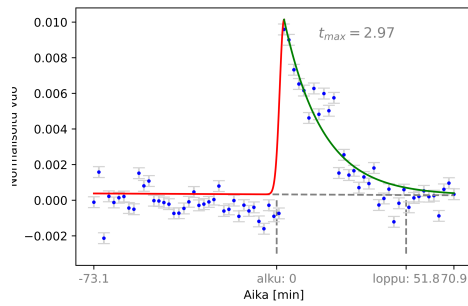
2



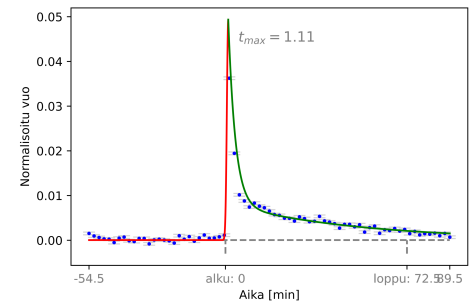
3



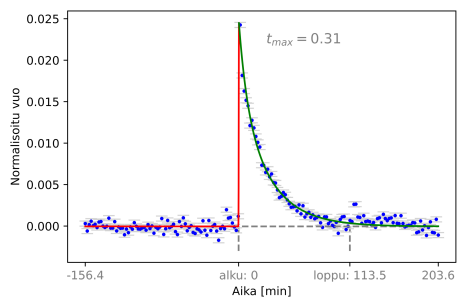
4



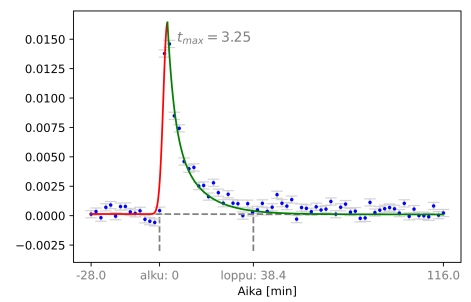
5



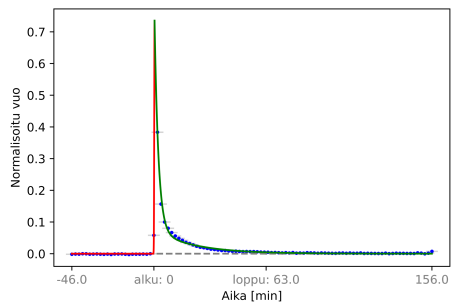
6



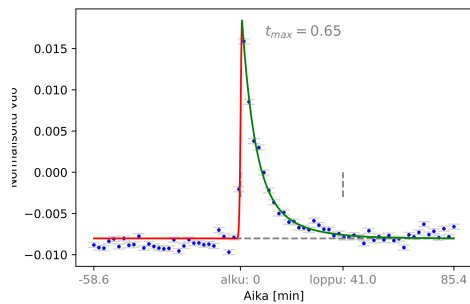
7



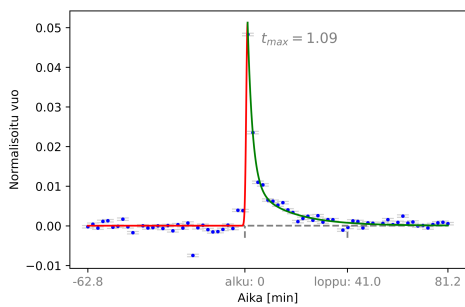
8



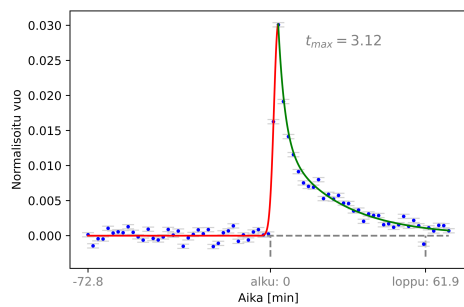
9



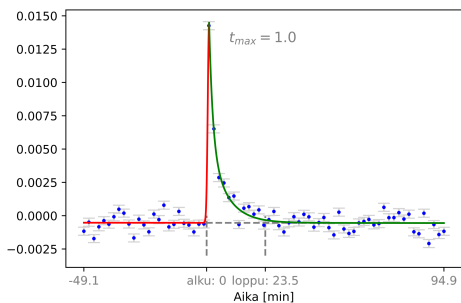
10



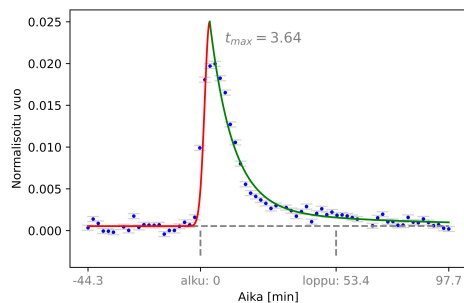
11



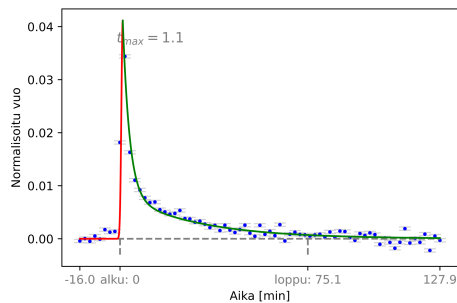
12



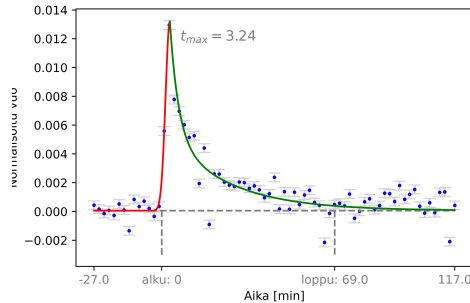
13



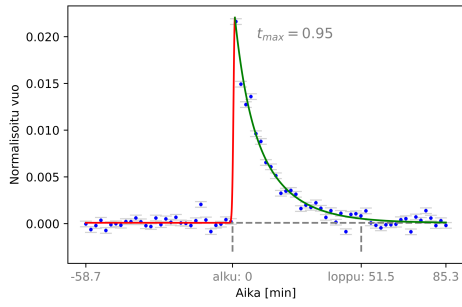
14



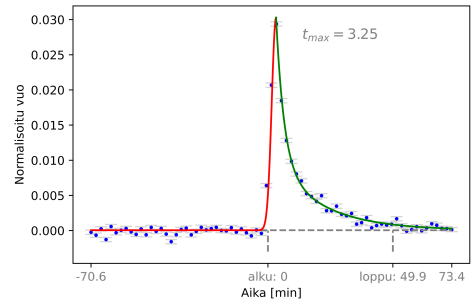
15



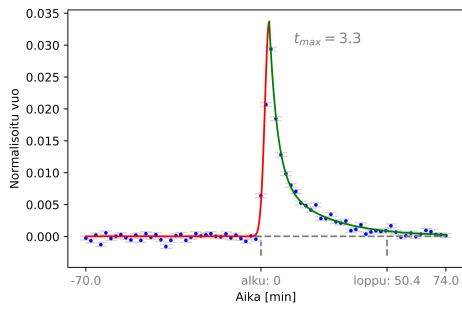
16



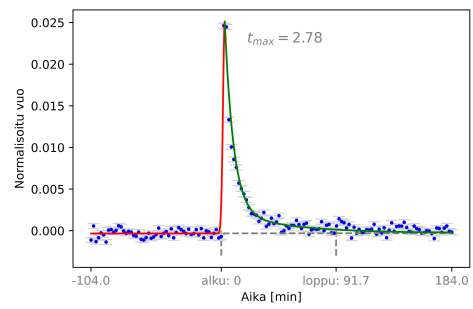
17



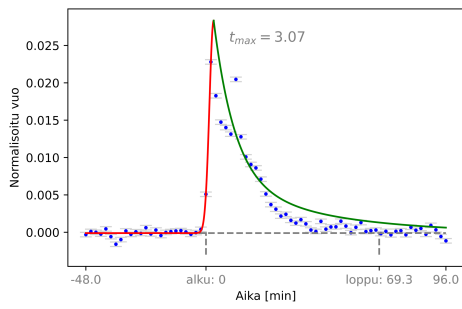
18



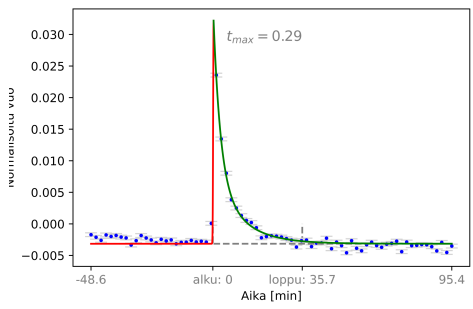
19



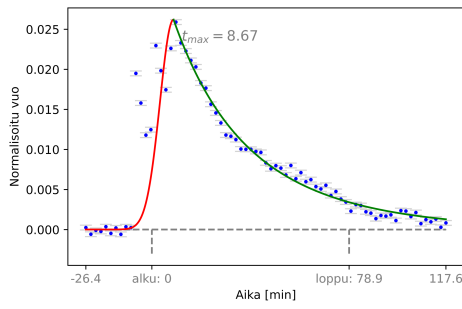
20



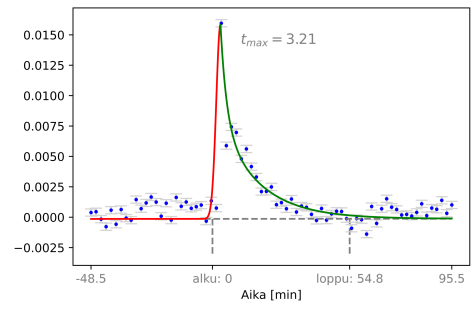
21



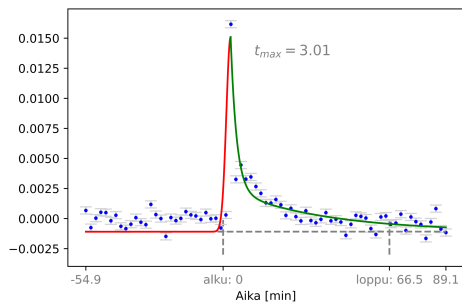
22



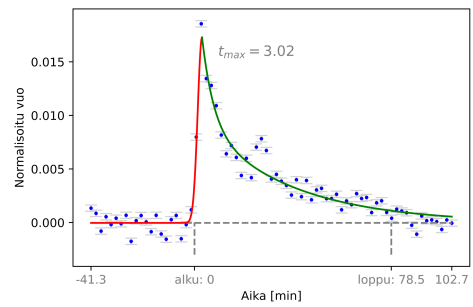
23



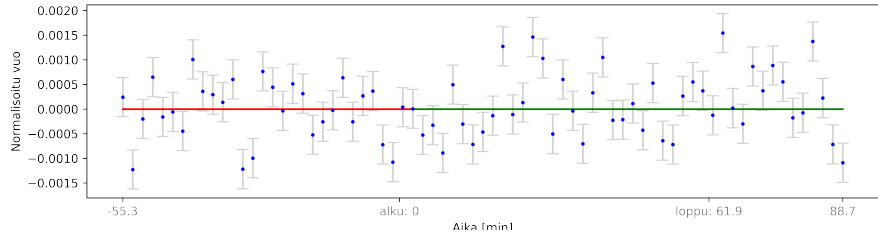
24



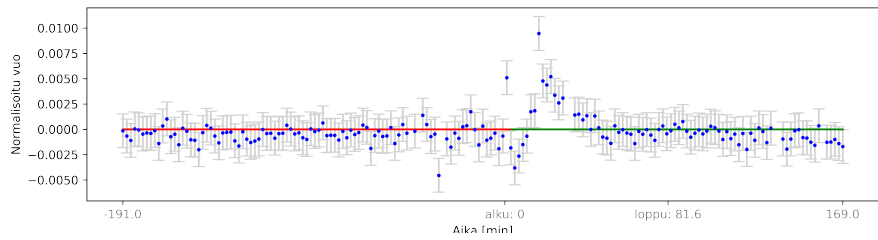
25



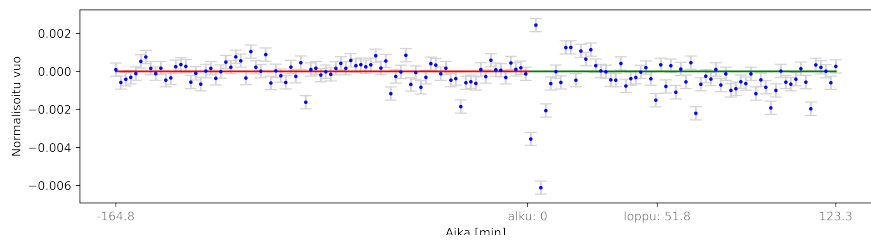
26



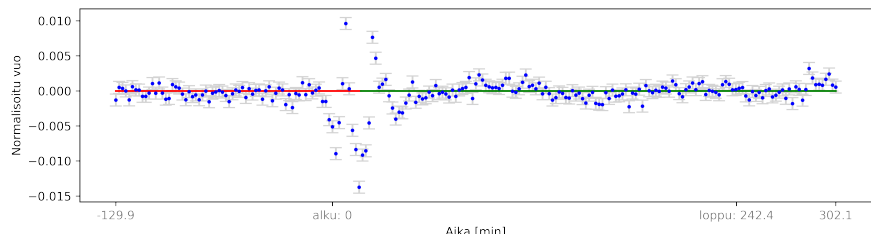
1



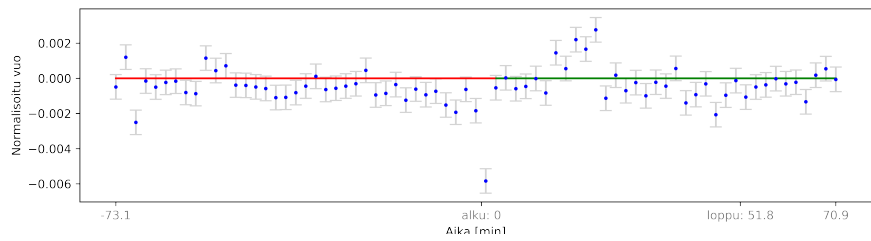
2



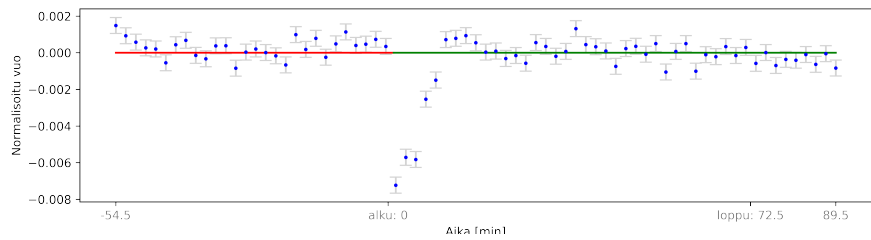
3



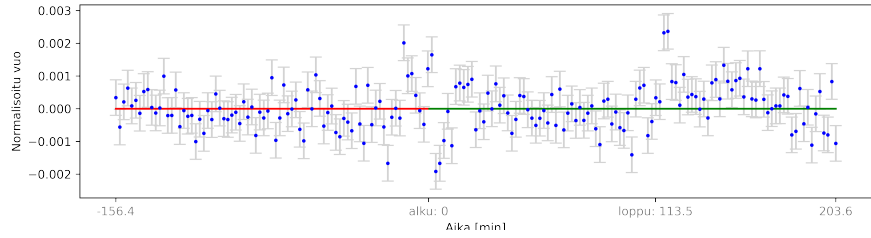
4



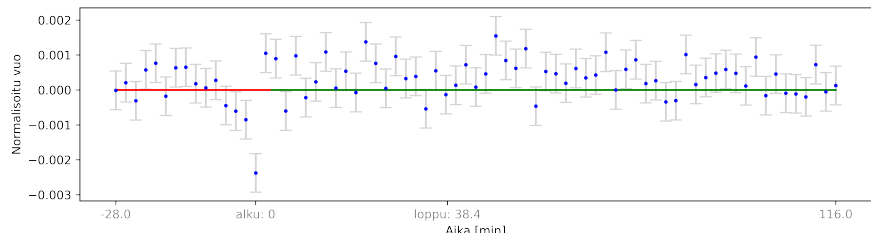
5



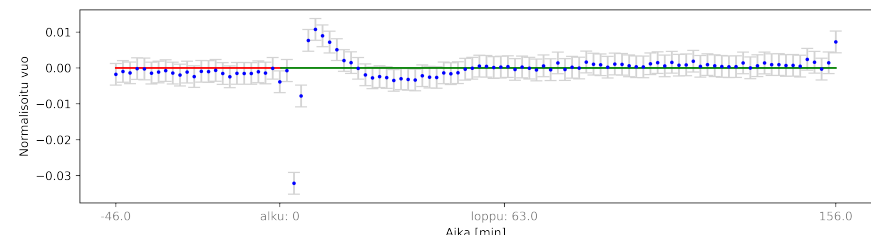
6



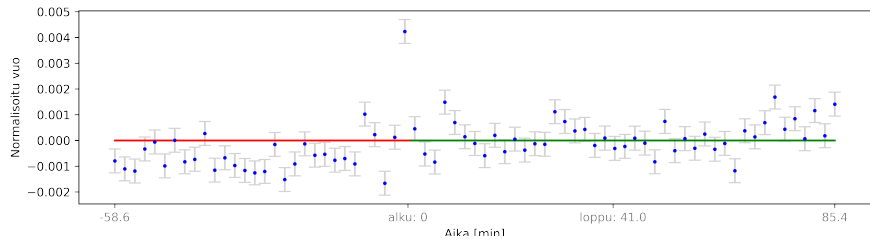
7



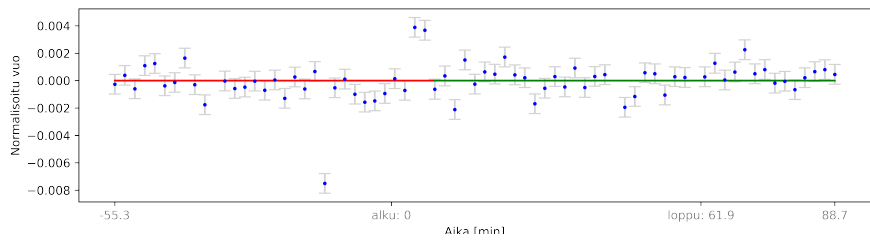
8



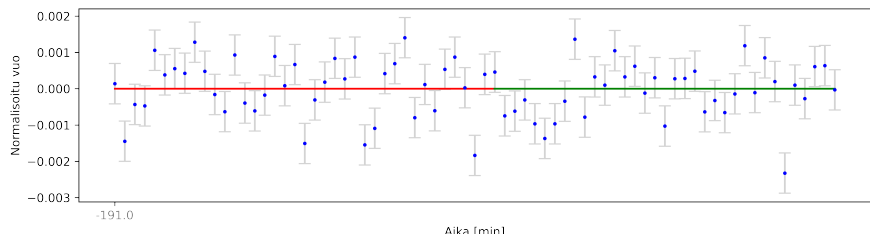
9



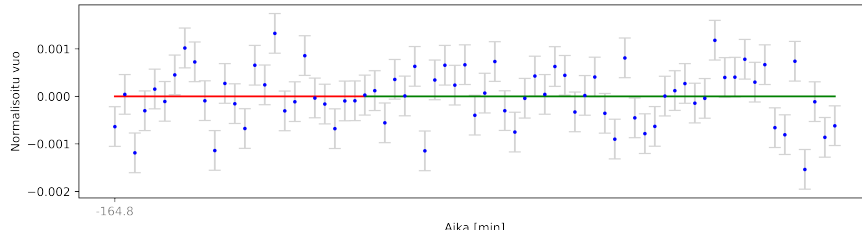
10



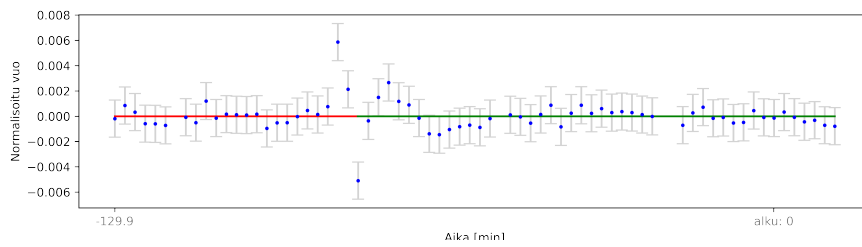
11



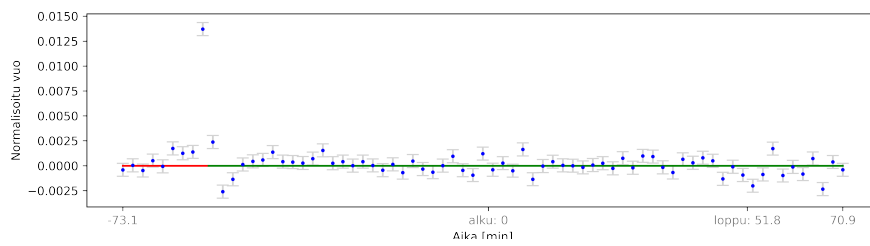
12



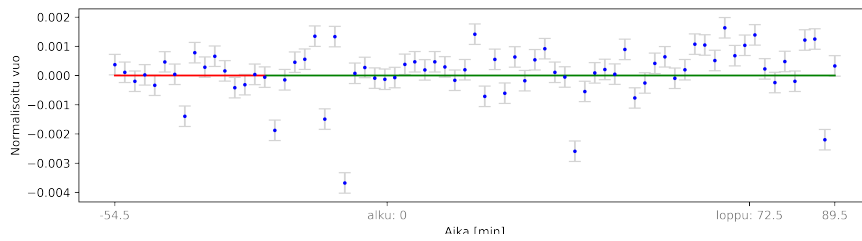
13



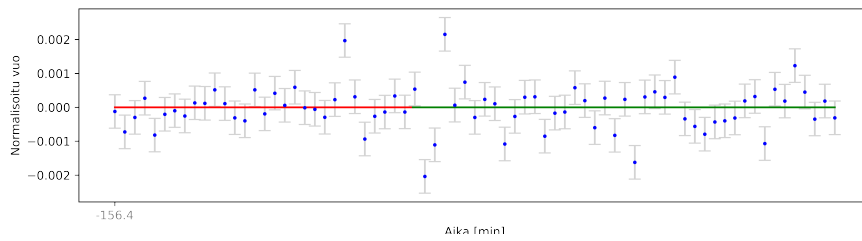
14



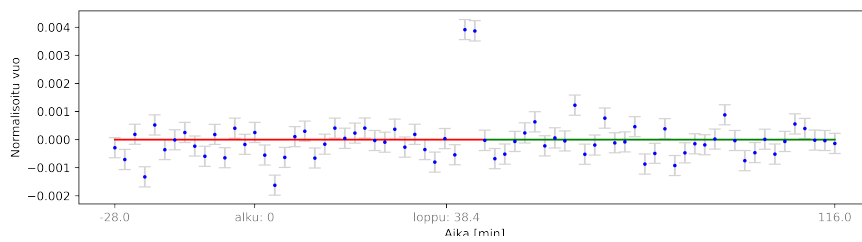
15



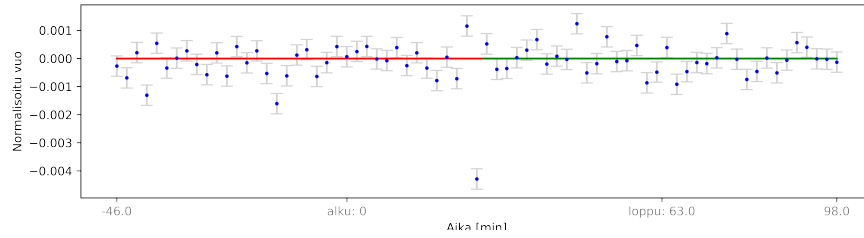
16



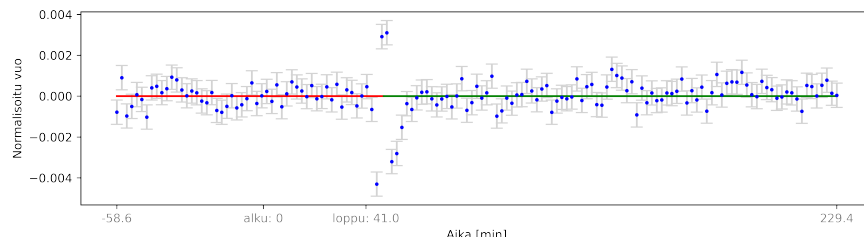
17



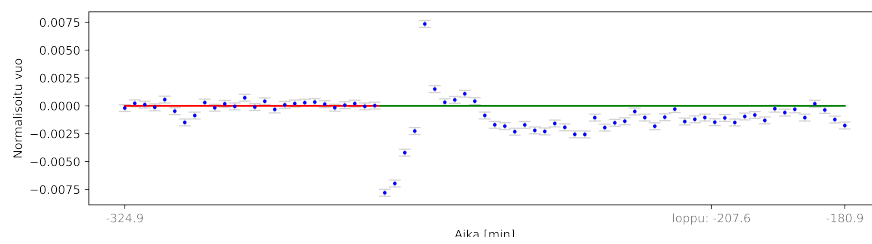
18



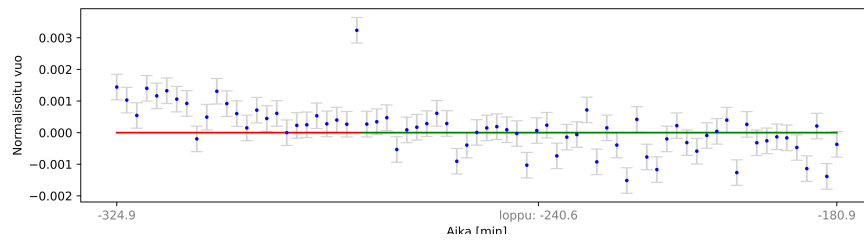
19



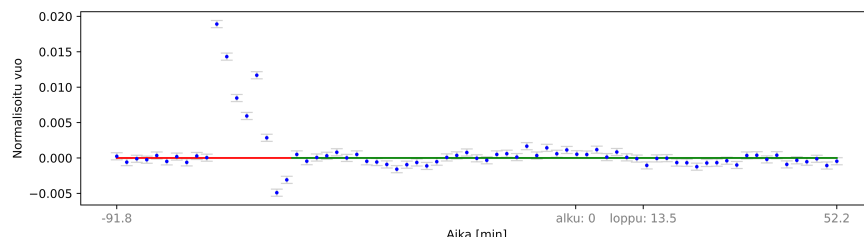
20



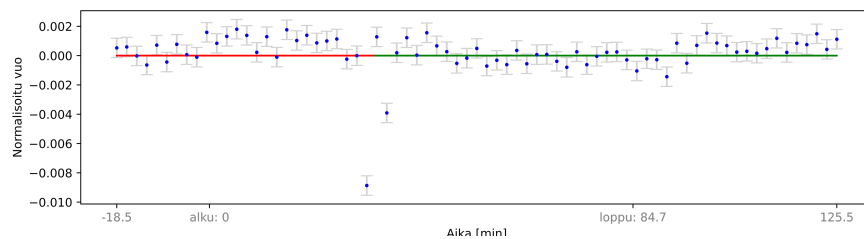
21



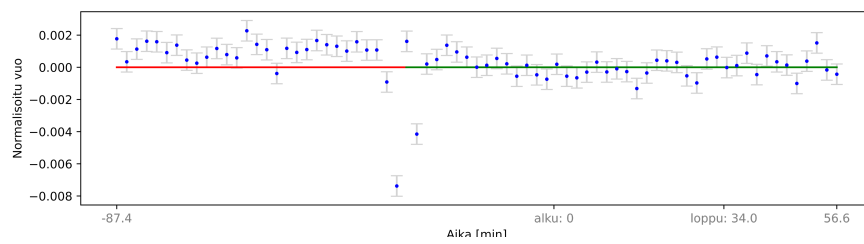
22



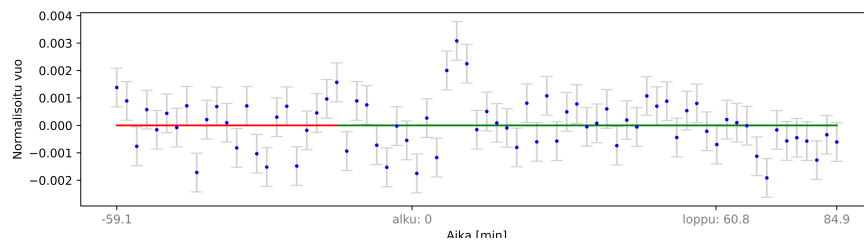
23



24



25



26