

Karakteristik af de variable stjerner i to midaldrende åbne stjernehobe



Specialeopgave af
20040785 Mads Fredslund Andersen
Institut for Fysik og Astronomi
Aarhus Universitet
Oktober 2009

Forord

Nu er min tid som studerende ved Institut for Fysik og Astronomi, Aarhus Universitet, ved at være tilendebragt. Den sidste del af studiet, hvor jeg næsten udelukkende havde med astronomi at gøre, har helt klart været den bedste tid. Arbejdet med specialet var meget interessant, og det var spændende at være del af en "gruppe". Jeg vil gerne takke min hovedvejleder Søren Frandsen for, specielt i den sidste fase, at hjælpe mig med færdiggørelsen af denne afhandling, samt for at svare på tekniske spørgsmål angående reduktion af data og meget andet. Jeg vil også gerne takke mine projektvejledere Torben Arentoft og Frank Grundahl for at svare på mine mange forståelsesmæssige spørgsmål og for at få mig til at føle, at mit arbejde rent faktisk kunne bruges til noget.

De sidste personer, jeg vil nævne, der har hjulpet til, at min daglige gang på universitetet var nem og sjov, er de 3 personer, som jeg har delt kontor med, imens jeg har skrevet specialet; Torsten B. Nielsen, Otto Attermann og Martin Glittrup.

/ Mads Fredslund Andersen, 28-09-2009

Summary

This thesis is about finding and characterizing variable stars in two open stellar clusters, NGC 1817 and NGC 2243. Previous work on the two clusters have shown that these clusters have a rich population of variable stars. NGC 1817 is rich in harboring δ Scuti stars and a few other kinds of variable stars [5]. δ Scuti stars is a class of pulsating intrinsic stars. The intrinsic variability is caused by a mechanism inside the star itself. In δ Scuti stars it is an opacity driven mechanism (the κ mechanism) which can drive the pulsations. These stars are very good candidates for asteroseismic investigations and will hopefully provide us with valuable information about stellar interior and evolution through tests of the stellar models. NGC 1817 also have at least two eclipsing binaries which can be used to further constraint the stellar models. My task was to verify previously detected variable stars, characterize those by determining significant oscillation frequencies and to look for new stars whose luminosity changes with time. The other open cluster, NGC 2243, is rich in eclipsing binaries [40]. Eclipsing binaries is under the category of extrinsic variable stars, for which the temporal variation in luminosity is caused by blocking of the light exterior to the star. Many of the eclipsing binaries in this cluster have been detected through previous observations. My job was to find as many of these eclipsing binaries as possible, maybe finding new ones and/or maybe to find other kinds of variable stars.

The data I have reduced and analyzed was obtained through several observation. For NGC 1817, photometric data from observations with the danish 1.54m telescope at La Silla, Chile, in 2005 and 2006 was used together with data from 2007 observed at the Nordic Optical Telescope on La Palma, the Canary Islands. All these photometric data was reduced and combined to form light curves for individual stars. These light curves was then manually checked for any kind of variability which looked significant. This analysis resulted in verification of many of the previously detected variable stars, and the detection of 4 new δ Scuti stars, one possible γ Doradus star and 2 other intrinsic variable stars in the field of NGC 1817. The intrinsic variables was then analyzed with the software Period04 [49] to find excited oscillation frequencies. The frequency analysis is summed up in table 8.1.2.

The very interesting eclipsing binary and δ Scuti star NGC 1817 - V4 was analyzed in more detail to find the period for the double star system. I found the best solution to be:

$$P = (4.417 \pm 0.005) \text{ days} \quad (1)$$

The phase diagram is shown on figure 8.8 and the ephemeris for the primary eclips-

se is shown in eq. 8.4. Because of relatively poor phase coverage the period for the system is the best solution I could find and more photometric or spectroscopic observations are needed to verify this. Observations of this cluster was carried out with the use of both a Bessel V and B filter, so it was possible to make a color-magnitude diagram (CMD). From this I could give a qualified guess on the membership of the detected variable stars. The CMD is shown on figure 8.1 where the variable stars and the δ Scuti instability strip is indicated.

The other open cluster, NGC 2243, was observed in 4 periods; 3 of them was with the danish 1.54m telescope at La Silla and one was from the South African Astronomical Observatory (SAAO). Observations from La Silla was carried out in 2003, 2004 and 2006 and from SAAO in 2004. The data was reduced to photometric time series (light curves) for the stars in the field of view of NGC 2243. Again the light curve for all stars in the field was checked manually and most of the previously detected variable stars were verified. I detected one new variable which is probably a non-member. For the eclipsing binaries the periods of the systems were determined whenever possible. The results of the period analysis is shown in table 8.2.2.

Once again the making of a CMD was possible because observations with both Bessel B and V filters were carried out. The CMD can be seen on figure 8.25 where detected variable stars are indicated.

Indhold

Forord	i
Summary	iii
1 Introduktion	1
2 Videnskabelig berettigelse	3
3 δ Scuti -, γ Doradus - og formørkelsesvariable stjerner	7
3.1 δ Scuti stjerner	7
3.1.1 Oscillationer	8
3.1.2 P-L-T relationen	9
3.1.3 Periode - og amplitude variationer	11
3.1.4 Eksitationsmekanismen	11
3.1.5 Brugbarhed som test af stjernemodeller	13
3.2 γ Doradus stjerner	13
3.2.1 Eksitationsmekanismen	15
3.2.2 Brugbarhed som test af stjernemodeller	15
3.3 Formørkelsesvariable stjerner	15
4 Observationer	19
4.1 Fotometri	19
4.2 Spektroskopi	21
4.3 NGC 1817	21
4.3.1 Data taget med det danske 1.54m teleskop	23
4.3.2 Data taget med det Nordiske Optiske Teleskop	25
4.4 NGC 2243	28
4.4.1 Data taget med det danske 1.54m teleskop	28
4.4.2 Data taget ved South African Astronomical Observatory	30

5	Reduktion	31
5.1	Billedbehandling	31
5.1.1	Bias subtraktion	31
5.1.2	Flatfeltning	32
5.1.3	Linearitet	32
5.2	MOMF	33
5.2.1	PSF modellen	34
5.3	Efterfølgende behandling	35
5.4	Problemer med reduktionen	35
6	Tidsserieanalyse	37
6.1	Fasediagram	37
6.2	Amplitudespektret	38
6.2.1	Kombinationsfrekvenser og overtoner	42
6.2.2	Blandede modes	43
6.2.3	Rotation	44
7	Detektion af variable stjerner	47
7.1	Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 1817	47
7.2	Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 2243	51
8	Analyse af de variable stjerner	57
8.1	NGC 1817	57
8.1.1	Farve-lysstyrke diagrammet for NGC 1817	57
8.1.2	Frekvensanalyse	60
8.1.3	De variable stjerner	61
8.2	NGC 2243	81
8.2.1	Farve-lysstyrke diagrammet for NGC 2243	81
8.2.2	De variable stjerner	82
9	Det videre forløb	93
10	Konklusion	95
	Litteratur	97
	Appendices	1
A	Artikel	3
B	CMD transformation	13

C	δ Scuti instabilitetsstriben	15
D	CMD Isokron	19
E	Lyskurver og fasediagrammer for variable stjerner i NGC 2243	21

Kapitel 1

Introduktion

Formålet med dette speciale var at undersøge 2 midaldrende åbne stjernehobe for variable stjerner. Dette skulle gøres ved at behandle en stor mængde data, som hidtil ikke havde været undersøgt. Store dele af dataene var de "rå" observerede billeder (fits filer), som først krævede en indledende billedbehandling, før dataene kunne reduceres og derefter analyseres. Den indledende billedbehandling var allerede foretaget på den sidste del af mine data, så der skulle reduktionen og analysen blot foretages. De 2 åbne stjernehobe, som er NGC 1817 og NGC 2243, er tidligere blevet foreslået som gode kandidater til asteroseismiske undersøgelser, da de indeholder et stort antal variable stjerner. Mit arbejde skulle udføres for at verificere de variable stjerner, der tidligere var blevet fundet, eventuelt at finde nye og give bud på nogle af de fundamentale parametre for disse stjerner. Ud fra dette skulle det så være muligt at afgøre, om disse hobe faktisk er yderst interessante asteroseismiske mål for senere undersøgelser.

Min interesse for dette emne blev vakt i kurset "Analyse af tidsseriedata i astrofysikken", hvor programudvikling og analysen af tidsserier viste sig at være meget spændende. Mine vejledere på dette projekt (hovedvejleder: Søren Frandsen, projektvejledere: Torben Arentoft og Frank Grundahl), foreslog mig det ovenfor nævnte projekt, som jeg straks takkede ja til.

Min databehandling for den åbne stjernebob NGC 1817 resulterede i detektion af 7 nye variable stjerner i feltet omkring denne bob. Dette førte til udgivelsen af artiklen "*NGC 1817: the richest population of δ Scuti stars*" [2]. Arbejdet med denne artikel gav mig et godt overblik over mit speciale og hjalp betydeligt med indsigten i vigtigheden af behandling af denne type data.

Artiklen blev derfor brugt som en slags skabelon for opbygningen af dette speciale. Der startes med at give en kort baggrund for hvorfor det er interessant

at se på variable stjerner i åbne stjernehober ud fra et videnskabeligt synspunkt. Derefter beskrives hurtigt hvilke typer variable stjerner, der hovedsageligt bliver set på i denne opgave. Det næste kapitel omhandler de data, som jeg har arbejdet med. Der forklares lidt om måden hvorpå, man kan tage data af variable stjerner og de anvendte instrumenter og teleskoper nævnes. Efterfølgende forklares teorien for, hvordan man får information om stjernerne ud fra de observerede data, specielt tidsserieanalysen. Kapitel 7 omhandler, hvordan jeg rent teknisk fandt de variable stjerner og resultaterne af dette arbejde. I Kapitel 8 er analysen af de variable stjerner beskrevet, hvor både resultater for NGC 1817 og NGC 2243 er vist. Til sidst konkluderes der på de opnåede resultater, og de seneste resultater fra andres observationer og fremtidsudsigterne inden for dette felt nævnes.

Kapitel 2

Videnskabelig berettigelse

Grunden til, at undersøgelser af variable stjerner i åbne stjernehober er interessante, er, at man ved at måle nogle af egenskaberne for stjernerne via deres variabilitet kan lave nøjagtige tests af stjernemodellerne. Der er hovedsageligt to måder at teste modellerne på. Den ene er ved benyttelse af *asteroseismologi*, hvor man udnytter, at mange stjerner oscillerer, og at disse oscillationer vil indeholde information omkring stjernen [1]. Ved at have en teori for disse oscillationer, kan denne information så bestemmes. Jeg giver en kort forklaring af asteroseismologi til sidst i dette kapitel. Til asteroseismiske undersøgelser anvendes tidsserier, som ofte er dannet ud fra *fotometriske* eller *spektroskopiske* målinger. Disse to typer af målinger vil jeg komme nærmere ind på i Kapitel 4. Den anden måde at teste modeller på er ved at se på dobbeltstjernesystemer, hvor stjernerne kan komme ind foran hinanden set fra Jorden [40]. Disse kaldes formørkelsesvariable stjerner. Med disse stjerner kan man få en del information omkring deres egenskaber blot ved at se på deres respektive banebevægelser og lyskurver. Til undersøgelser af disse stjerner benyttes der både fotometrisk og spektroskopisk data, hvor man ved at kombinere disse kan få mange basale parametre for stjernerne at vide. Ved at bruge disse to metoder, kan man altså udføre robuste tests af de modeller, der er lavet, som blandt andet kan forklare stjerners evolution.

Før man går igang med at foretage observationer til asteroseismiske undersøgelser eller begynder at observere en enkelt stjerne for at teste, om den er en formørkelsesvariabel stjerne, skal der foretages en kortlægning over et stort antal stjerner, så man ved hvilke stjerner, der er interessante i denne sammenhæng. Det er nemlig langt fra alle stjerner, der oscillerer med amplituder, som kan måles fra Jorden, eller som er dobbeltstjerner, hvor banerne lige præcis ligger sådan, at den ene stjerne vil blokere den andens lys og omvendt på tidspunkter i deres banebevægelser.

Den primære opgave for mit vedkommende var derfor at undersøge stjerner, der lå i feltet for og omkring NGC 1817 for variabilitet af den ene eller den anden type. Dermed ville jeg kunne give en vurdering af, om denne hob er et interessant asteroseismisk mål for senere observationer, og om der er nogle specifikke formørkelsesvariable stjerner, der kan undersøges. Desuden kunne jeg komme med nogle bud på nogle af de basale parametre for de variable stjerner, jeg kunne finde. Jeg kikkede også efter variable stjerner i en anden åben stjernebob, NGC 2243, hvor der er et stort antal formørkelsesvariable stjerner. Her kunne jeg bestemme perioder for de dobbeltstjernesystemer, jeg fandt og evt. finde flere og måske andre typer af variable stjerner i og omkring denne bob.

Når en åben stjernebob er blevet vurderet god til videre undersøgelser, vil man anvende spektroskopi, astrometri og yderligere fotometri til nøjagtige bestemmelse af stjernernes parametre, samt til at afgøre om de forskellige stjerner er medlemmer af den bob, man ser på. Nøjagtige målinger er nemlig nødvendige for en asteroseismisk undersøgelse.

Grunden til at variable stjerner i åbne stjernebobbe er specielt interessante, er at nogle af de parametre man kan bestemme vha. f.eks. spektroskopi for én stjerne, vil være den samme for alle stjernerne i bobben. Disse parametre kan bl.a. være; alder, metalindhold og afstand. Dermed udelukker man nogle af de ukendte parametre for de interessante stjerner, hvilket gør test af stjernemodellerne betydeligt nemmere.

Asteroseismologi er en metode hvormed man kan få information om stjerners fundamentale parametre, såsom masse, radius, kemiske sammensætning, tæthed, rotationsperiode og alder, hvis teorien for oscillationerne i stjernen er velkendt [22][45]. Ikke-radiale trykbølger (lydbølger) kan karakteriseres ud fra 3 bølgetal [23]; n er den radiale orden, som beskriver antallet af knudeflader i den radiale retning gennem stjernen, l er den angulære grad, som er det totale antal knudelinjer på stjernens overflade og m , som er den azimutale grad, beskriver antallet af knudelinjer på overfladen, der skærer stjernens ækvator [6].

Hvis en svingning kan identificeres vil den pga. sin bevægelse ind gennem stjernen give os information omkring stjernens indre. Lydbølgerne vil pga. en øget lydshastighed ind gennem stjernen bevæge sig forskelligt afhængigt af, hvor i stjernen de befinder sig. En lydbølge, der bevæger sig langt ind i stjernen, vil kunne give information omkring de inderste forhold i stjernen, mens lydbølger, der bevæger sig langs overfladen, kun vil fortælle os noget om forholdene der.

For alle andre stjerner end Solen kan overfladen ikke opløses med en rummelig udstrækning. Derfor er man i dag kun i stand til at observere svingninger i an-

dre stjerner som har en lav l -værdi. Det observerede lys er det samlede fra hele stjernens overflade, så svingninger med høje l -værdier vil blive midlet ud set fra Jorden [6].

Kapitel 3

δ Scuti -, γ Doradus - og formørkelsesvariable stjerner

Der findes mange forskellige slags variable stjerner. Disse kan inddeles i grupper og undergrupper, hvor der overordnet set er to hovedgrupper. Den ene er de stjerner, hvor variabiliteten skyldes mekanismer eller fænomener inde i stjernen selv. Disse typer variable stjerner kaldes for **indre variable**, eller **pulserende stjerner**. Herunder findes der igen flere forskellige grupper. F.eks. de *periodiske variable*, hvor Solen hører ind under, da Solen udfører *sollignende svingninger* også kaldet *stjerneskælv*. δ Scuti, γ Doradus, Cepheider og mange flere hører også inde under denne gruppe.

Den anden overordnede kategori er de **ydre variable**, eller **ikke-pulserende stjerner**. Disse stjerner varierer i lysstyrke pga. at noget af deres lys bliver forhindret i at nå os på vejen fra stjernen til Jorden. Dette kan f.eks. ske i et dobbeltstjernesystem, hvor den ene stjerne kan passere ind foran den anden og dermed blokere lyset fra den bagvedliggende stjerne. Dette vil man se som, at systemets samlede udsendte lys falder i perioden, hvor den ene stjernes lys blokeres. Dette kan tilsvarende ske ved, at en planet passerer ind foran stjernen.

I denne opgave har jeg set nærmere på variable stjerner fra begge hovedkategorier, nemlig δ Scuti og γ Doradus stjerner, som er pulserende stjerner, og formørkelsesvariable (dobbeltstjerner), som hører til den anden kategori. Derfor vil jeg nu beskrive lidt om, hvad der karakteriserer disse forskellige typer stjerner.

3.1 δ Scuti stjerner

δ Scuti stjerner er A til F type stjerner, dvs. med effektive temperaturer i området fra ca. 6000°K til 11000°K. Disse stjerner har masser i området fra ca.

3.1. δ Scuti stjerner

1.5M_☉ til 2.5M_☉ og de befinder sig på hovedserien eller omkring "turn-off" (området i Hertzsprung-Russell (H-R) diagrammet hvor stjernerne, fordi de har opbrugt stort set alt brint i kernen, vil bevæge sig væk fra hovedserien). Pga. deres masse har disse stjerner, ud over en konvektionszone i de ydre lag også til forskel fra Solen, en konvektiv kerne [36]. δ Scuti stjerner ligger i bunden af den klassiske instabilitetsstribe for Cepheider [2], hvilket ses på Figur 3.1. Hovedparten af δ Scuti stjernerne er Population I stjerner, som er "unge" stjerner, der har et forholdsvis højt metalindhold, men der findes også δ Scuti stjerner, som er Population II stjerner, som er ældre stjerner med et lavere metalindhold. På Figur 3.1 er et H-R diagram vist og områder for mange forskellige typer pulserende stjerner er indtegnet.

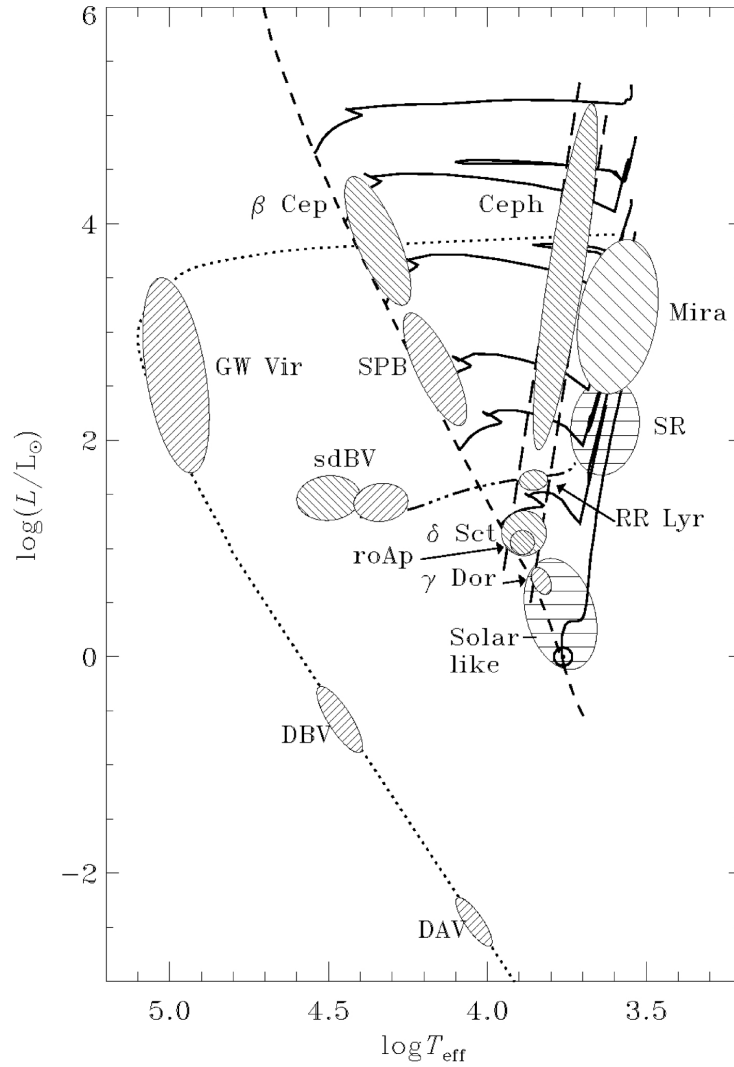
δ Scuti stjerner er opkaldt efter prototypen δ Scuti, som ligger i stjernebilledet *Skjoldet*. Denne blev foreslået som en variabel stjerne i år 1900 af W. W. Campbell og W. H. Wright, hvor de benyttede sig af radialhastighedsmålinger til blandt andet at se efter variabilitet i stjerner [21]. Først 35 år senere blev δ Scuti's variabilitet undersøgt nærmere, da A. Colacevich og E. A. Fath i 1935 bestemte perioden for denne stjerne til at være ca. 0.19 dage [25][26].

Ligesom for klassen af δ Scuti stjerner er mange andre klasser også opkaldt efter den første stjerne, der blev observeret. Dette ses på H-R diagrammet for et stort antal klasser, bl.a. Mira variable, Cepheiderne, γ Doradus osv.

3.1.1 Oscillationer

δ Scuti stjerner er multiperiodiske variable stjerner, så flere svingninger kan være og er ofte til stede i stjernen på samme tid. Oscillationerne kan være både radiale og ikke radiale og svingningerne er p-mode svingninger (trykbølger) i de ydre lag i stjernen, men der kan også være g-mode svingninger (gravitationsbølger) til stede inde omkring kernen. Perioden for svingningerne ligger for det meste i området fra ca. 0.02 dage til ca. 0.25 dage (frekvenser fra 4 c/d til 50 c/d) og amplituderne er af størrelsesorden millistørrelsesklasser (mmag) [12].

På Figur 3.2 ses det, at ikke alle stjerner i δ Scuti instabilitetsstriben er variable. Instabilitetsstriben er området indenfor den blå og den røde kant, som er markeret med de to rette linjer på figuren. Linjen længst til venstre er den blå kant, og den anden er den røde kant, hvilket de kaldes pga. deres placering i et H-R diagram, hvor stjerner med høje temperaturer ser blå ud og stjerner med lave temperaturer er mere røde. Mindre en 50% af stjernerne udviser variabilitet [12]. Dette skyldes muligvis, at amplituderne af svingningerne er for små til at vores udstyr til dato kan bruges til at observere disse. Det vil altså sige, at mange af de konstante stjerner i Figur 3.2 rent faktisk kan være variable.

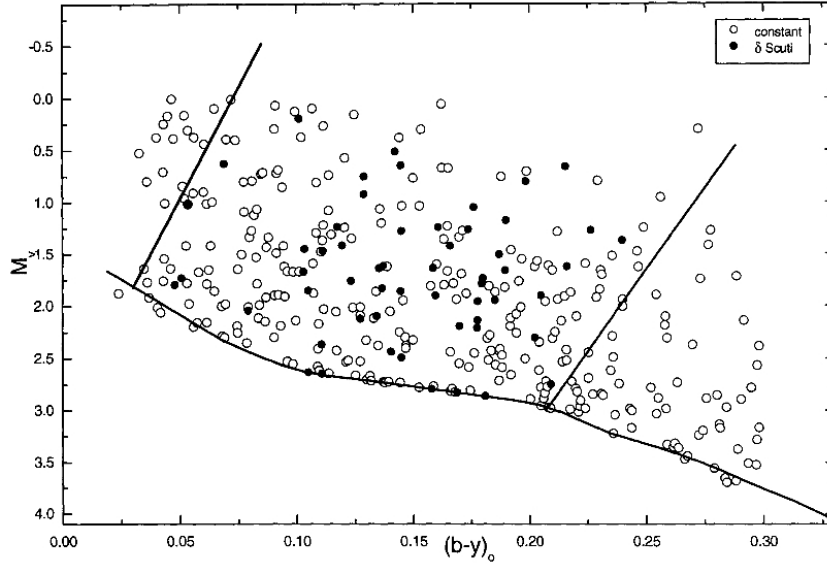


Figur 3.1: H-R diagram med områder for mange klasser af pulserende variable stjerner samt udviklingslinjer for stjerner med forskellige masser er indtegnet. [23]

3.1.2 P-L-T relationen

En af grundene til, at δ Scuti stjerner er interessante at se nærmere på, er, at der er en sammenhæng mellem perioden, luminositeten og temperaturen for en

3.1. δ Scuti stjerner



Figur 3.2: Farve-Lysstyrke diagram for observerede stjerner i området omkring δ Scuti instabilitetsstriben. Åbne cirkler indikerer konstante stjerner, mens fyldte cirkler er δ Scuti variable stjerner. [12]

given svingning i en stjerne. I [12] kommer M. Breger frem til udtrykket:

$$M_{bol} - M_{bol,\odot} = -3.33 \log P + 3.33 \log Q - 10 \log(T_{eff}/T_{eff,\odot}) - 1.67 \log(M/M_{\odot}), \quad (3.1)$$

hvor M_{bol} er den bolometriske størrelsesklasse, som blot er en måde at angive luminositeten for en stjerne i enheder af størrelsesklasse, P er perioden for en given svingning, Q er svingningskonstanten, T_{eff} er den effektive temperatur og M er massen af stjernen. Da $1.5 \leq M \leq 2.5$ for δ Scuti stjerner kan masseleddet negligeres, da dette ikke bidrager betydeligt. Desuden er massen stærkt forbundet med luminositeten og temperaturen af stjernen. Q er for δ Scuti stjerner stort set konstant for en given svingning [12], så vi kan opskrive Eq. 3.1 som

$$M_{bol} - M_{bol,\odot} \simeq -3.33 \log P - 10 \log(T_{eff}/T_{eff,\odot}) + const. \quad (3.2)$$

Denne ligning gælder ikke kun for en enkelt stjerne, så der må gælde, at når stjernen udvikler sig, så luminositeten og temperaturen ændrer sig, vil perioden altså med tiden også ændre sig for en given svingning. δ Scuti stjerner pulserer, som tidligere nævnt, ofte med mange svingninger på samme tid, hvilket besværliggør brugen af Eq. 3.2. Den kan dog bruges til at sige lidt om, hvor hurtigt perioden for en

svingning i en given δ Scuti stjerne vil ændre sig med tiden. Dette er væsentligt, når man vil observere en variabel stjerne af denne type i længere tid, eller hvis man vil kombinere data fra flere forskellige observationer, som ikke er taget på stort set samme tid.

3.1.3 Periode - og amplitude variationer

δ Scuti stjernernes oscillationer er dynamiske og vil med tiden ændre sig. Perioderne for de svingninger, der er til stede i stjernerne, vil ændre sig i takt med, at stjernen udvikler sig som nævnt ovenfor. Ændringerne i stjernen fører til ændringer i perioden givet ved [12]:

$$\frac{1}{P} \frac{dP}{dt} = -0.69 \frac{dM_{bol}}{dt} - \frac{3}{T_{eff}} \frac{dT_{eff}}{dt} + \frac{1}{Q} \frac{dQ}{dt} \quad (3.3)$$

Vi ser altså, at når stjernen udvikler sig, og temperaturen dermed falder hurtigt i forhold til ændringen i luminositet (se Figur 3.1), vil perioden for en given svingning stige. Hvilket er nærmere beskrevet i [27], hvor beregninger af svingninger i δ Scuti stjerner er foretaget.

Ud over at perioderne vil ændre sig i takt med, at stjernen ældes, kan amplituderne for svingningerne også ændre sig. Disse variationer kan dog endnu ikke forklares teoretisk.

3.1.4 Eksitationsmekanismen

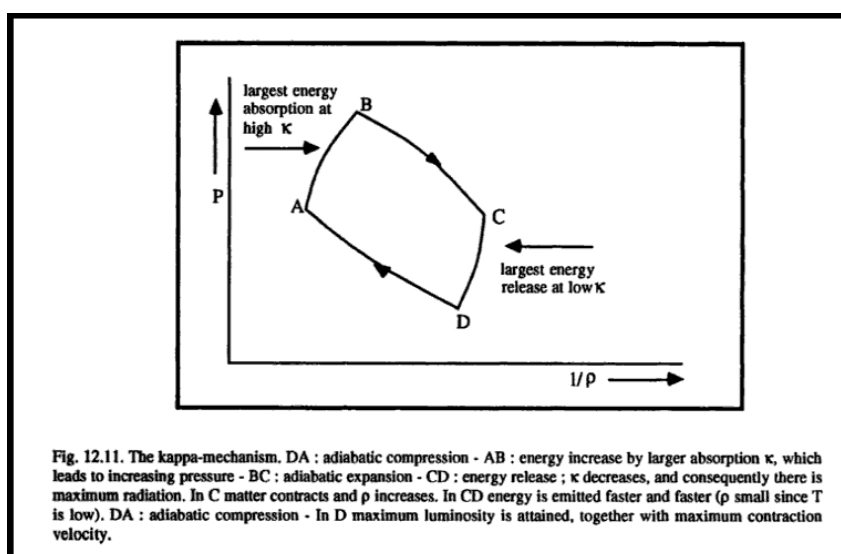
Ligesom at der skal en sten eller en anden genstand til at lave ringe i vandet på en sø, så skal der også en drivende kraft til at holde gang i svingninger i en stjerne. For δ Scuti stjerner er denne kraft κ mekanismen, hvor κ står for *opacitet*. Denne mekanisme er også den, der driver oscillationer i andre pulserende stjerner såsom Cepheiderne og RR Lyrae stjernerne. For at κ mekanismen kan drive svingninger i en stjerne skal forskellige betingelser være opfyldt. Ved bestemte temperaturer i stjernen vil forskellige grundstoffer som f.eks. helium blive ioniseret. Ionisationszonen for grundstoffer, der hovedsageligt er til stede i stjernen såsom hydrogen og helium vil så kunne bidrage til en ændring i opaciteten. Hvis temperaturen i stjernen vokser, fører det til, at opaciteten vil falde, da [30]

$$\kappa \propto \rho T^{-3.5}, \quad (3.4)$$

hvor ρ er tætheden, og T er temperaturen i stjernen. Faldet i opaciteten vil forårsage en sammentrækning, da udstrålingsenergien nemmere kan slippe ud gennem stjernen. Dette sker for så vidt hele tiden i mange stjerner, men som tidligere

3.1. δ Scuti stjerner

nævnt er det vigtigt i hvilken dybde dette finder sted. Når ionisationszonen ligger for dybt i stjernen, vil de yderste lag være for tykke til, at en svingning kan oprettholdes. Imens vil konvektion i de ydre lag også hurtigt hjælpe til med at dæmpe svingningen. Hvis ionisationszonen ligger for højt i stjernen vil det være de underliggende lag, der dæmper svingningen. I δ Scuti stjerner er det i ionisationszonen for dobbelt ioniseret helium II, der ligger ved ca. 48000°K , at κ mekanismen kan drive oscillationerne [30]. Ud over at ionisationszonen skal ligge i den rigtige dybde i stjernen, skal der også være et lag med *partiel ionisation*. Når stjernen så trækker sig sammen, vil der, hvis denne partielle ionisationszone ligger det rigtige sted i stjernen, kunne ske det, at energien fra sammentrækningen ikke går til forøgelse af temperaturen, men i stedet til yderligere ionisering i denne zone. Da temperaturen forbliver næsten konstant, vil sammentrækningen forårsage en stigning i opaciteten. Denne stigning gør, at mere og mere energi bliver "holdt fanget" inden for ionisationszonen. For at stjernen kan slippe af med den opdæmmede energi, virker dette nu som mekanisk energi, der bruges på at "skubbe" de øvre lag ud i radial retning. Dermed vokser radius af stjernen og temperaturen vil falde. Partiklerne i ionisationszonen vil derfor rekombinere, så opaciteten falder og energi igen nemt kan slippe ud til overfladen. Derefter starter det hele forfra igen, og en svingning vil nu være til stede i stjernen. En skematisk tegning af virkningen af κ mekanismen ses på Figur 3.3. I figurens oprindelige figurtekst ses en forklaring på symboler og en uddybende forklaring af mekanismen ud fra denne figur kan findes i [50].



Figur 3.3: Skematisk tegning af cyklussen for svingninger drevet af κ mekanismen. Ved C starter sammentrækningen. [50]

Denne forklaring på oscillationerne i δ Scuti stjerner forklarer også, hvorfor der er en blå kant i instabilitetsstriben, og hvor den skal ligge. Når stjernen bliver varmere end den blå kant, vil ionisationszonen ligge for højt i stjernen til, at κ mekanismen kan drive svingningerne. κ mekanismen alene kan dog ikke forklare den røde kant af instabilitetsstriben. Observationer viser, at grænsen hvortil der kan findes δ Scuti stjerner, ikke ligger præcis der, hvor ionisationszonen kommer til at ligge for dybt i stjernen. Den røde kant er derfor ikke fuldt forstået endnu, men formentlig spiller metalindholdet og konvektion en væsentlig rolle her, samt muligvis andre egenskaber for stjernen.

3.1.5 Brugbarhed som test af stjernemodeller

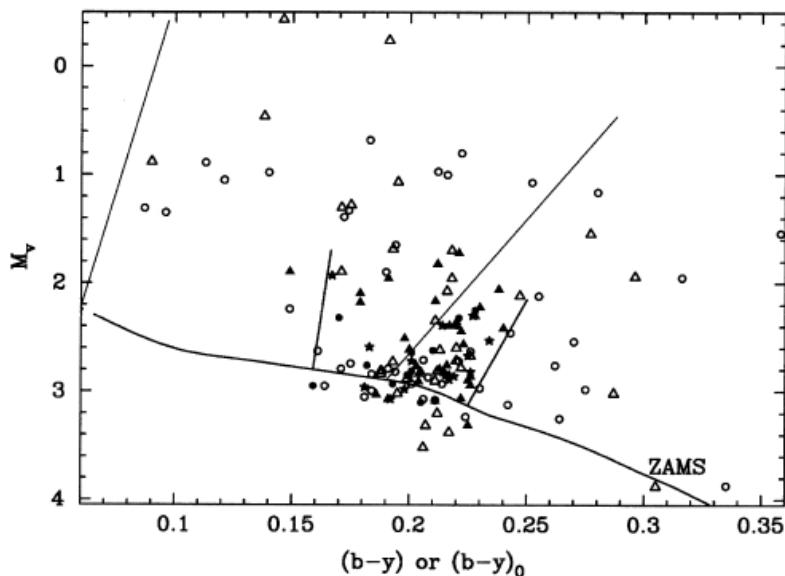
δ Scuti stjerner er interessante at se nærmere på ved brug af asteroseismologi. Vha. asteroseismologi kan man ud fra svingninger i stjerner få en stor mængde information omkring egenskaberne for stjernen. For δ Scuti stjerner, hvor mange svingninger kan være til stede på samme tid, kan man fra hver svingning få information omkring stjernens indre. Amplituderne af svingningerne er forholdsvis store, hvilket gør, at man kan observere disse oscillationer ved brug af små teleskoper (store dele af mine data er taget med det danske 1.54 m teleskop). En anden grund til, at δ Scuti stjerner er yderst interessante til test af stjernemodeller, er, at de er lidt tungere end Solen. Som tidligere nævnt er deres masse i området fra $1.5M_{\odot}$ til $2.5M_{\odot}$. De fleste stjernemodeller, der laves, passer godt på stjerner, der er magen til Solen. Dette skyldes, at vi har betydeligt nemmere ved at få information omkring Solen, hvor vi har en rumlig opløsning, hvilket ikke er tilfældet for andre stjerner. En model, der passer godt på én type stjerner, er dog ikke nødvendigvis den bedste. Derfor vil man få meget ud af at få flere mulige testobjekter i spil. Der er dog nogle problemer ved analysen af svingningerne for δ Scuti stjerner. De svingninger, som man fra observationer kan se er til stede i stjernen, er svære at identificere pga. effekter som eksempelvis rotation.

3.2 γ Doradus stjerner

γ Doradus stjerner er variable stjerner med lidt længere perioder end δ Scuti stjernerne og ligesom disse kan γ Doradus stjerner også være multiperiodiske. Perioderne for denne klasse af stjerner ligger i området fra ca. 0.4 dage til ca. 3 dage. Disse stjerner er A7-F5 type stjerner, som dermed ligger til højre for eller lige omkring den røde kant af instabilitetsstriben for δ Scuti stjerner [43], hvilket ses

3.2. γ Doradus stjerner

på Figur 3.4. På figuren ses placeringen af observerede og bekræftede γ Doradus stjerner i et farve-lysstyrke diagram. Den fuldtoptrukne linje er *alder nul hovedserien* (Zero-Age Main Sequence), og de to lange rette linjer er henholdsvis den blå og den røde kant af instabilitetsstriben for δ Scuti stjernerne. De to korte rette linjer indikerer γ Doradus instabilitetsstriben. γ Doradus stjerner kan pulserer med amplitudevariationer på op til 0.1 mag. Disse stjerner adskiller sig markant fra δ Scuti stjerner ved, at de pulserer udelukkende i ikke radiale g-mode svingninger [43].



Figur 3.4: Farve-Lysstyrke diagram for kendte γ Doradus stjerner samt kandidater til denne klasse. Den observationelle γ Doradus instabilitetsstriben (de to rette linjer der står vinkelret på ZAMS-linjen) er indtegnet omkring δ Scuti instabilitetsstribens røde kant. [37]

γ Doradus stjerner er en ret ny klasse af variable stjerner. Det var først omkring slutningen af det 20. århundrede, at denne klasse blev anerkendt og defineret [43]. Det var dog tilbage i 1966 at A. W. J. Cousins observerede, at stjernen γ Doradus i stjernebilledet Guldfisken (latin: Dorado) er variabel. Der gik dog ca. 10 år før man begyndte at diskutere denne nye klasse af variable stjerner. E. W. Burke Jr., E. W. Burke og S. Lady observerede nemlig i 1977, at stjernen HD 164615 pulserede med en periode på omkring 0.8 dage [14]. Da denne klasse af variable stjerner først er blevet "opdaget" så sent, er disse stjerner endnu ikke blevet udforsket grundigt, og der var i 2007 kun 54 bekræftede γ Doradus stjerner [53] og i alt omkring 130 kandidater [61].

3.2.1 Eksitationsmekanismen

Eksitationsmekanismen for γ Doradus stjerner er ikke fuldt ud forstået endnu, så jeg vil derfor ikke komme nærmere ind på dette, da det for disse stjerner ikke har den store relevans for denne opgave.

3.2.2 Brugbarhed som test af stjernemodeller

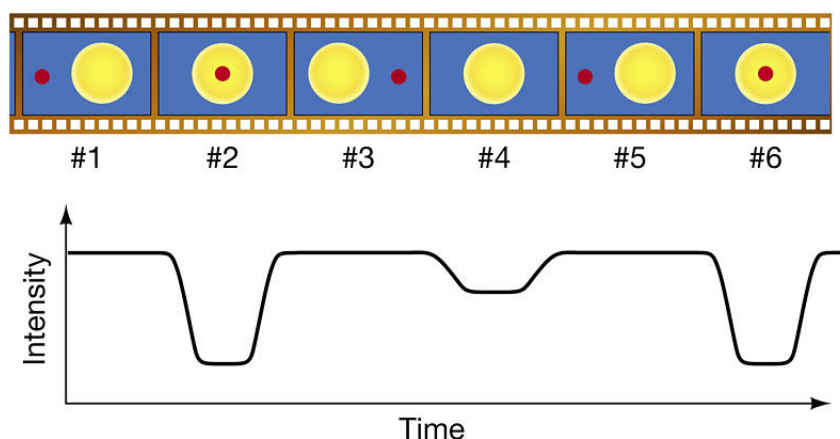
γ Doradus variable er ligesom δ Scuti variable stjerner yderst interessante astroseismiske mål, da disse stjerner udviser multiperiodiske svingninger. For disse stjerner er det dog g-mode svingninger, som trænger dybt ind i stjernen, der er eksiterede. Dette vil så ved identifikation af svingningerne give os stor viden om disse stjerners indre, som dermed kan bruges til test af stjernemodeller [8]. Pga. den mangelfulde teori for disse typer af variable stjerner, samt at lange tidsserier er nødvendige for at frekvenserne i disse stjerner kan bestemmes [61], gør, at denne type stjerner ikke er så anvendelige til test af stjernemodeller lige nu. Dette udelukker dog ikke, at det er en god ide at lokalisere disse og bestemme perioder for svingninger i stjernerne, så senere observationer nemmere kan foretages.

3.3 Formørkelsesvariable stjerner

Formørkelsesvariable stjerner er af en helt anden type end de ovenfor nævnte variable stjerner. Disse stjerner er som tidligere nævnt ydre variable, og derfor er det ikke mekanismer inde i stjernen, der får lysstyrken til at variere. Formørkelsesvariable er dobbeltstjerner hvor inklinationen af systemet er sådan, at set fra Jorden vil den ene stjerne passere ind foran den anden og vice versa på tidspunkter i deres respektive baner. Inklinationen (vinklen mellem synslinjen fra Jorden og systemets rotationsakse) skal altså være meget tæt på 90° . Jo mindre storaksen i systemet er jo mere forskellig fra de 90° kan inklinationen så være. De to stjerner i sådan et stjernesystem kan have vidt forskellig masse og radius. For det meste vil de dog være dannet på samme tid ud af den samme gassky, så de vil tilnærmelsesvis have samme alder og metalindhold. Dermed vil en forskel i masse også kunne ses som en forskel i størrelse (radius), i hvert fald så længe stjernerne forbrænder brint i kernen, altså så længe de ligger på hovedserien. Det karakteristiske ved en formørkelsesvariabel stjerne er det, der har givet typen dens navn. Hvis man observerer sådan en stjerne, vil man med mindre man har et rigtig godt teleskop, ikke kunne se, at der er to stjerner i systemet. Når man danner en lyskurve for denne stjerne, vil man, hvis man observerer den længe nok, se et eller flere dyk i lyskurven. Disse dyk skyldes, at den ene stjerne blokerer den andens lys. Afhængig

3.3. Formørkelsesvariable stjerner

af stjernernes indbyrdes størrelse vil dykkene i lyskurven se forskellige ud når stjerne 1 blokerer stjerne 2's lys i forhold til den omvendte situation. På Figur 3.5 ses en illustration af lyskurven for en formørkelsesvariabel stjerne. Den røde (lille) stjerne skal forestille den koldeste af de to stjerner og dermed den mindst lysstærke.



Figur 3.5: Illustrerende figur af lyskurven for en formørkelsesvariabel stjerne.*

Ud fra sådan en lyskurve kan man få en hel del information omkring de to stjerner, der er i systemet. For det første kan man nemt bestemme perioden for systemet, som blot er tiden mellem to ens (eksempelvis de to store) dyk i lyskurven. Man får også noget at vide om de relative størrelser af stjernerne ved at se på formen af dykket. På figuren er dykket fladt i bunden, hvilket betyder, at den ene stjerne må være noget mindre end den anden, da den så vil tilbringe noget tid foran den store stjerne, hvor den skygger maksimalt, dvs. hvor hele stjernen dækker noget af den anden stjernes "skive". Hvis stjernerne var ca. lige store, ville bunden af dykket være spidst i stedet for fladt, da stjernerne dermed ikke vil kunne blokere lyset maksimalt i særlig lang tid. Dybden af dykket fortæller os noget om stjernernes indbyrdes lysstyrke og dermed noget om deres temperatur. Hvordan dykkene ligger relativt til hinanden fortæller os noget om ellipticiteten af de to stjerner baner om det fælles tyngdepunkt. Hvis banerne er elliptiske og ses fra den rigtige vinkel vil dykket i midten (det sekundære dyk på Figur 3.5) være flyttet til den ene eller den anden side i forhold til midten. Ud over disse fundamentale parametre, kan man også få noget at vide om blandt andet atmosfæren, ved at se på den stejle del af kurven, hvor den ene stjerne begynder at passere ind foran den anden, men dette kræver meget præcise målinger.

*http://physweb.bgu.ac.il/COURSES/Astronomy1/Graphics/eclipsing_binary1.jpg

Ud over den ovenfor nævnte fotometriske tilgang kan man også benytte spektroskopi, hvor man kan bestemme de to stjerners relative hastigheder i systemet. Ud fra disse kan man blandt andet få information om masserne af stjernerne og specielt ved at kombinere de to metoder, kan man få en del information omkring de to stjerner. Dermed er disse formørkelsesvariable stjerner yderst interessante kandidater til tests af stjernemodeller. Specielt er de interessante i kombination med de andre typer variable stjerner, såsom δ Scuti stjernerne, hvis disse findes i f.eks. en åben stjernehop, hvor man kan antage, at alderen, metalindholdet og afstanden til disse er ens. Man kan så udelukke nogle af de ukendte parametre i modellerne, man vil teste, hvilket gør en test noget nemmere at udføre. De basale parametre, man nemt kan få for stjernerne i et dobbeltstjernesystem med en passende inklinations, er bl.a: masse, radius, overflade tyngdekraft, temperatur og luminositet for de 2 stjerner hver for sig [58].

Kapitel 4

Observationer

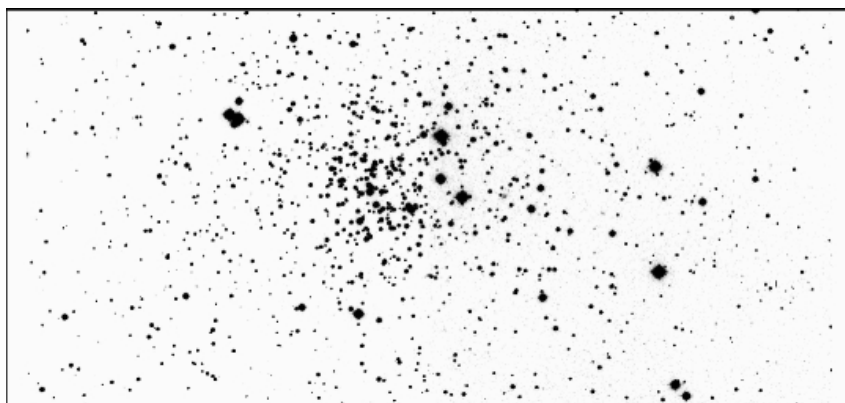
De data, jeg har arbejdet med i forbindelse med dette speciale, stammer fra forskellige observationer helt tilbage fra 2003. Observationerne er udført af tidligere studerende ved Institut for Fysik og Astronomi, Aarhus Universitet. Jeg har primært arbejdet med 4 forskellige datasæt af den åbne stjernebob NGC 1817 og 4 datasæt af den anden åbne stjernebob, NGC 2243. Hovedparten af dataene er taget med det danske 1.54m teleskop på La Silla i Chile. Et datasæt for NGC 1817 er taget med det 2.56m Nordiske Optiske Teleskop på Roque de Los Muchachos på La Palma (De Kanariske øer). Den sidste del af mine data er taget med 1m teleskopet ved South African Astronomical Observatory (SAAO), hvorfra data for begge stjernebobe er blevet taget, men pga. kvaliteten og mængden af dataene for NGC 1817 fra SAAO er disse ikke blevet benyttet. Dataene for NGC 2243 fra SAAO var dog gode, så disse blev benyttet. Jeg vil ikke gå i detalje med beskrivelsen af observationerne fra SAAO.

Først vil jeg kort forklare om de to forskellige observationsmetoder, der blev nævnt i Kapitel 2.

4.1 Fotometri

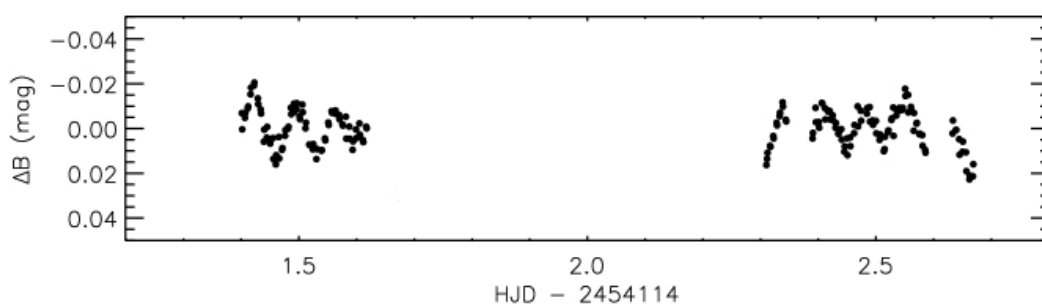
Ved anvendelse i astronomien kan fotometri benyttes til at måle mængden af lys fra fjerne objekter, som f.eks. stjerner. Ved at benytte moderne CCD kameraer, hvor mængden af fotoner fra et eller flere objekter registreres, kan man dermed bestemme mængden af lys i et givent tidsrum fra disse objekter i forhold til hinanden. I kombination med et teleskop kan man så foretage fotometriske observationer af meget fjerne objekter. CCD kameraernes output er et billede, der indeholder information om mængden af lys fra forskellige områder af det synsfelt, der er blevet

observeret. Et sådan billede kan se ud som det på Figur 4.1, som er et billede af en af de hobe, jeg har kikket på i dette speciale.



Figur 4.1: CCD billede af området omkring den åbne stjernehop NGC 2243. Billedet er vist i inverteret gråskala og stammer fra La Silla (2004)

I princippet kan man tælle antallet af fotoner fra hver stjerne på et billede, som det på Figur 4.1, i et givent tidsrum. Hvis man tager en lang række billeder efter hinanden, bestemmer lysstyrken (antallet af fotoner) for hver stjerne på hvert billede, og kombinerer dette med tidspunkterne, hvor billederne er taget, så kan man for en given stjerne danne det, der kaldes en *lyskurve*. Lyskurven kan så benyttes til at tjekke, om stjernen er variabel, eller om den er konstant. Et eksempel på en lyskurve for en variabel stjerne kan ses på Figur 4.2.



Figur 4.2: Lyskurve for en variabel stjerne i stjernehopen NGC 1817.

4.2 Spektroskopi

Spektroskopi er en metode, hvormed man måler mængden af lys fra et givent objekt. Med spektroskopi kan man dog kun observere et lille antal objekter af gangen modsat fotometri, hvor man kan måle på mange objekter på samme tid. I stedet for blot at måle mængden af fotoner på en CCD, benytter man en spektrograf. Her kan man bestemme med hvilken energi, en foton rammer detektoren, og på den måde bestemme, hvilken bølgelængde fotonen har. Ved at måle på et objekt (f.eks. en stjerne) i et givent stykke tid vil man så kunne danne et spektrum, som principielt er antal fotoner som funktion af bølgelængde. I et sådant spektrum vil der ved nogle bølgelængder være et dyk i antallet af målte fotoner. Sådant et dyk (absorptionslinje) fortæller os noget om stjernen, hvor lyset er blevet udsendt fra. Absorptionslinjer stammer fra specifikke grundstoffer, så tilstedeværelsen af absorptionslinjer fortæller os noget om hvilke grundstoffer, der er til stede i stjernen. Ved at sammenligne med et spektrum dannet i et laboratorium med disse grundstoffer, kan vi ud fra dopplerforskydning (Eq. 4.1) af disse linjer bestemme, med hvilken hastighed stjernen bevæger sig relativt til os på Jorden.

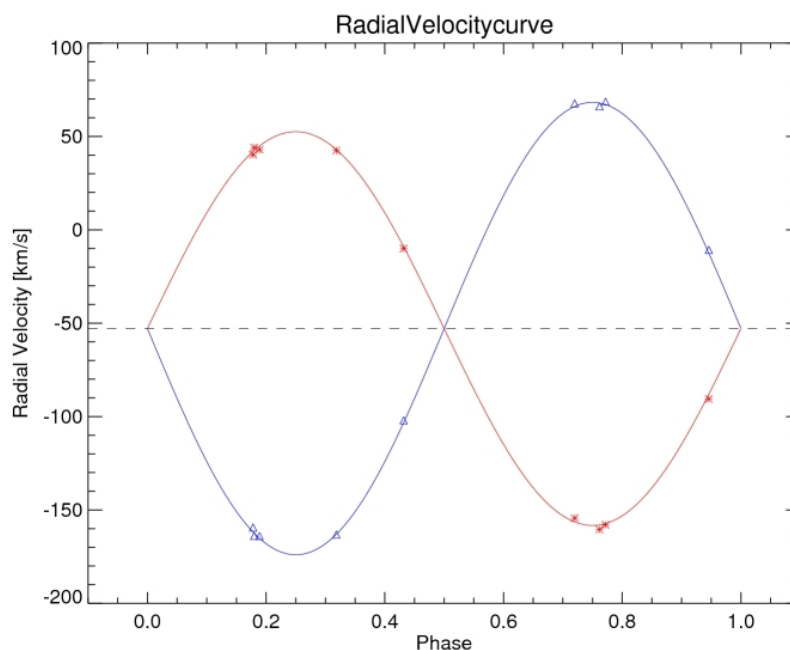
$$v = \left(\frac{\lambda_{obs}}{\lambda_{lab}} - 1 \right) \cdot c \quad (4.1)$$

Hvis man kan måle præcist nok, vil man på denne måde kunne måle, med hvilken hastighed stjernens overflade bevæger sig i forhold til os, så på den måde vil man kunne måle en pulserende variabel stjernes svingninger. Spektroskopi kan anvendes til at bestemme banehastigheder for formørkelsesvariable stjerner, men kan også anvendes til at se på svingninger i enkelte stjerner samt meget andet. Det er dog væsentligt at tænke på, at med denne metode kan man kun observere få objekter, hvor man med fotometri kan observere op til mange tusinde. På Figur 4.3 ses en radialhastighedskurve dannet ud fra spektroskopiske målinger. Målingerne kan plottes i et fasediagram, hvor perioden for systemet kan bestemmes og dernæst kan punkterne fittes med simple sinusfunktioner for at få information om baneparametrene (hastigheder for de to stjerner i deres respektive baner og perioden for systemet) for dobbeltstjernesystemet. Derudfra kan masseerne for de to stjerner nemt bestemmes med høj præcision. Når der fittes med simple sinusfunktioner antages der, at stjernerne bevæger sig i cirkulære baner omkring deres fælles tyngdepunkt.

4.3 NGC 1817

Det primære objekt, der ligger til grundlag for denne opgave, er den åbne stjer-

4.3. NGC 1817



Figur 4.3: Radialhastighedskurve for dobbeltstjernen NGC 7789-V3785. De to sinuskurver er de bedste fit til målepunkterne. [3]

nehob NGC 1817. I denne hob er der tidligere fundet mange variable stjerner [5]. Min opgave var at verificere så mange af disse som muligt, tjekke kandidater og eventuelt finde nye variable. Hertil fik jeg udleveret en stor mængde data, hvor noget skulle reduceres fra bunden (flatfeltning og BIAS subtraktion) og noget skulle blot reduceres med programmet MOMF [46].

NGC 1817 er som sagt en åben stjernebob, og den ligger i stjernebilledet *Tyren*. Lidt fakta om hoben ses i Tabel 4.3. Værdierne i tabellen er fra [11], hvor afstanden er udregnet fra afstandsmodul på 10.9.

NGC 1817 er en forholdsvis gammel åben bob, hvilket ses ud fra, at metalindholdet er forholdsvis lavt. Stjernerne omkring "turn-off" er blandt de klareste i hoben og punktet for "turn-off" ligger i instabilitetsriben, hvilket vil sige, at vi kan forvente, at de variable stjerner i hoben er blandt de klareste. Det er blandt andet af denne grund, at denne bob er et yderst interessant observationsmål. Afstanden, som gør, at denne bob har en passende udstrækning på himlen, gør også, at hoben er meget interessant [29].

Tabel 4.3: Fakta om den åbne stjernehop NGC 1817

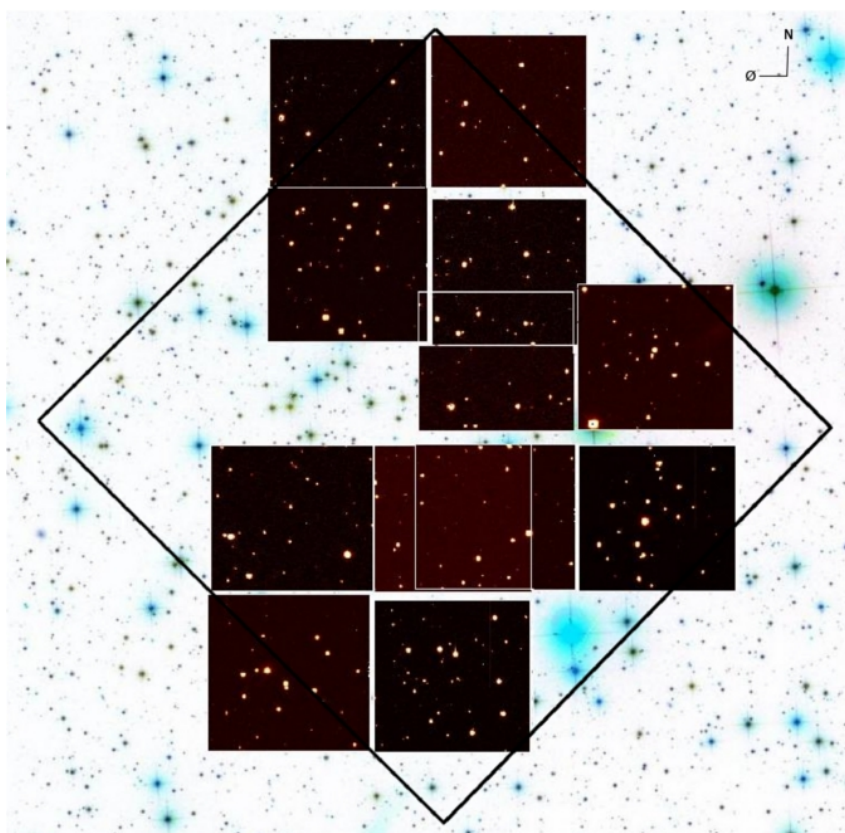
Parameter	Værdi
α_{2000}	05:12:10
δ_{2000}	+16:42:00
$E(B - V)$	0.27
$[Fe/H]$	-0.34
$V_0 - M_V$	10.9
Afstand	~ 1500 pc
Alder	$1.1 \cdot 10^9$ år

4.3.1 Data taget med det danske 1.54m teleskop

De to af datasættene med observationer af NGC 1817 er taget med det danske 1.54m teleskop (D1.54m), på La Silla i Chile. I januar 2005 blev NGC 1817 observeret af Lars Glowienka og Henrik R. Jensen fra Institut for Fysik og Astrofysik, Aarhus Universitet. Observationerne i januar og februar 2006 blev foretaget af Christoffer Karoff og Karsten Brogaard også fra Aarhus Universitet. Disse tog fotometriske målinger af området omkring NGC 1817, hvor feltet var ca. $13.3' \times 13.3'$, og dermed indeholder hele den centrale del af den åbne stjernehop. På Figur 4.4 ses et billede fra Digitized Sky Survey (DSS) af området omkring NGC 1817. På billedet er observationsfelterne fra D1.54m og det Nordiske Optiske Teleskop (NOT) indsat. Feltet taget med D1.54m er det store kvadratiske felt, der står på højkant.

Observationerne fra 2005 og 2006 er stort set identiske, så jeg vil ikke beskrive observationerne hver for sig. Instrumentet, der blev benyttet, var "The Danish Faint Object Spectrograph and Camera" (DFOSC), hvor det kun var CCD kamera delen, der blev benyttet, til disse observationer. Specifikationer for DFOSC kan ses i Tabel 4.3.1, som er taget fra DFOSC manualen* (ADU forklares i næste kapitel). Da der har været udskiftning af CCD kameraet i 1997, og manualen ikke er opdateret endnu, har jeg ikke alle interessante specifikationer for kameraet med, men opdateringerne vil formentlig blive lagt ud på hjemmesiden, som står i fodnoten. Desuden er kameraet rent faktisk for stort til teleskopets felt, så kun ca. halvdelen af CCD'en bliver læst ud, hvilket reducerer udlæsningstiden med ca. en faktor 2 i forhold til, det der står i tabellen. Til observationerne i 2006 blev kameraet med forstærker A anvendt, mens der i 2005 blev anvendt en kombination

*<http://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/telescopes/d1p5/manual/>



Figur 4.4: Sloan Digital Sky Survey billede med FOV fra D1.54m og fra NOT indsat. Det store kvadrat er området for D1.54m. Nord er op og Øst til venstre som vist.

af forstærker A og B, hvilket igen reducerer udlæsningstiden med ca. en faktor 2*.

Ved observationerne i 2005 blev NGC 1817 observeret i ca. 1 time, 17 nætter. De første 9 nætter, der blev observeret, gav betydeligt bedre fotometriske data end de sidste 8, men alle data blev benyttet i reduktionen og analysen. I 2006 blev hoben observeret 12 nætter, med ca. 3 timer pr. nat. Ikke alle nætter hverken i 2005 eller 2006 var sammenhængende. Guidingen af teleskopet for disse observationer blev holdt nogenlunde præcis, og der var derfor ikke mange data, der gik til spilde af den grund. Den største del af dataene blev taget med et Bessel B filter, men også et Bessel V filter blev anvendt, hvilket gjorde det muligt at danne et farve-lysstyrke diagram.

Tabel 4.3.1: Specifikationer for CCD kameraet i DFOSC
(high-gain og forstærker A)

Parameter	Værdi
Type	EEV/MAT CCD
Dimension	2048 x 4096 pixels
Pixelstørrelse	15 μm
Udlæsningstid	~ 80 sek.
Udlæsningsstøj	3.1 e^-
Mørkestrøm	1 e^- /pixel/time
Bias niveau	300 ADU
Skala	0.39"/pixel
Temperatur	-120°C
Felt	13.3' x 13.3'

4.3.2 Data taget med det Nordiske Optiske Teleskop

Det Nordiske Optiske Teleskop, som ligger på toppen af Roque de Los Muchachos på La Palma, er et 2.56m teleskop. Observationerne af NGC 1817 taget herfra blev udført i januar 2007. 3 fulde nætter fra og med den 14/1 til og med den 16/1 blev dedikeret til at foretage fotometriske målinger af denne hob med et Bessel B filter. En enkelt nat (den 13/1) blev brugt på at observere med et Bessel V filter. I alt blev hoben observeret i ca. 8 timer hver af disse 4 nætter.

Observationerne blev foretaget ved brug af instrumentet MOSaic Camera (MOSCA). Dette er som navnet antyder en mosaik af mindre CCD kameraer. I denne mosaik var der 4 CCD kameraer placeret, så de tilsammen dannede et kvadrat med et lille mellemrum imellem dem. På Figur 4.4 ses bl.a. billeder taget med MOSCA. Teleskopet blev peget mod 3 forskellige områder af NGC 1817, derfor ses 12 MOSCA billeder, hvor nogen af områderne overlapper hinanden, på figuren. De 4 CCD kameraer er stort set ens og deres specifikationer* ses i Tabel 4.3.2.

Pga. upræcis guiding var dette datasæt noget mere besværligt at behandle, end det fra La Silla. Ud over, at guidingen af teleskopet var ringe, var det ikke alle de vigtige oplysninger fra observationerne, der blev skrevet i headeren til alle billederne. Dette besværliggjorde reduktionen betydeligt. Da guidingen ikke blev kontrolleret og holdt præcis hen over hver nat, måtte en del af dataene sorteres fra, da der simpelthen var et for lille overlap mellem billederne til at en samlet

*<http://www.not.iac.es/instruments/mosaic/moscaover.html>

4.3. NGC 1817

Tabel 4.3.2: Specifikationer for CCD'erne samlet i MOSCA
(high-gain, forstærker A4RR, 2x2 binning)

Parameter	Værdi
Type	Loral-Lesser thinned CCDs
Dimension	4 2048 x 2048 pixels
Pixelstørrelse	15 μm
Udlæsningstid	~ 37 sek.
Udlæsningsstøj	6.5 e^-/pixel
Mørkestrøm	2 $\text{e}^-/\text{pixel}/\text{time}$
Bias niveau	$\sim 250 - 400$ ADU
Skala	0.109"/pixel
Gain	1.30 e^-/ADU
Afstand mellem detektorne	9-12"
Felt	7.7' x 7.7'

reduktion kunne finde sted. Som nævnt blev teleskopet peget hen til 3 forskellige områder af hoben. Dette skete efter, at der var taget to billeder af hvert område. Det vil sige, at når der var taget to billeder af område 1, blev teleskopet flyttet til område 2, hvor der så igen blev taget to billeder, og dernæst blev teleskopet flyttet til det sidste område, hvor der så også blev taget to billeder. Derefter startede det forfra. Ved en del af billederne blev der ikke skrevet i headeren, af hvilket område billederne var taget, hvilket betød, at jeg måtte ind og tjekke hvert billede manuelt for at se, hvad det viste. Det var desuden ikke altid, at der var taget to billeder hvert sted, så det var ikke nok at tjekke de første to billeder, for så at kunne generere en simpel liste i programmeringssproget IDL (Interactive Data Language), som blev anvendt. Dette førte til en masse manuelt arbejde, man kunne have været foruden, hvis observatørene havde været mere påpasselige med, hvad der skulle stå i headeren, og hvis de havde sørget for god guiding under hele observationen. Der er også mange andre ting jeg har fundet ud af er vigtige at skrive i headeren, da disse kan lette reduktionen betydeligt. Derudover er måden, hvormed man skriver oplysninger i headeren vigtig. F.eks. det at være konsistent i notationen gør en automatisering af reduktionen nemmere. I Tabel 4.3.2 har jeg givet mit bud på nogle af de standarder, der efter min mening som minimum skal være at finde i hver header til hvert billede. UT i tabellen står for *Universal Time* og HJD står for *Heliocentric Julian Day*. Dato-formatet er af typen: yyyy:MM:ddThh:mm:ss, hvor yyyy er året, MM er måneden, dd er dagen, T skiller dato og tid fra hinanden, hh

Tabel 4.3.2: Det minimale indhold af headeren til fotometriske data.

Navn	Værdi	format
BITPIX	IEEE standard nummer for præcision af data	Heltal
NAXIS	Antallet af dimensioner for billedet	Heltal
NAXIS1	Antallet af pixels på x-aksen	Heltal
NAXIS2	Antallet af pixels på y-aksen	Heltal
BSCALE	Skalaparameter fra: $REEL = TAPE \cdot BSCALE + BZERO$	Decimaltal
BZERO	Offset for værdier i billedet	Decimaltal
OBSERVER	Hvem der har foretaget observationen	Tekst
OBSERVAT	Observatoriet hvor dataet er taget	Tekst
TELESCOP	Hvilket teleskop der er anvendt	Tekst
INSTRUME	Hvilket instrument der er anvendt	Tekst
DETNAME	Navnet på detektoren der er anvendt	Tekst
DATE	Dato for starttidspunktet for observationen i UT	Dato-format
DATE-OBS	Starttidspunktet for det specifikke billede i UT	Dato-format
FILENAME	Navnet på billedet ved output	Tekst
OBJECT	Præcist hvilket objekt der observeres	Tekst
EXPTIME	Eksposeringstiden i sekunder	Decimaltal
GAIN	Hvilken gain der er brugt (high/low)	Tekst
AMPLM	Hvilken forstærker der er brugt	Tekst
CCDTEMP	Temperaturen af CCD'en ved DATE-OBS	Decimaltal
CHIPID	CCD typen der anvendes	Tekst
FILTER	Hvilket filter der benyttes	Tekst
RA	Rektascensionen for teleskopet ved DATE-OBS	Decimaltal
DEC	Deklination for teleskopet ved DATE-OBS	Decimaltal
HA	Timevinkel for teleskopet ved DATE-OBS	Decimaltal
ZDIST	Afstanden til zenit for teleskopet ved DATE-OBS	Decimaltal
ROT	Rotation af felt ift. Nord (op) og Øst (venstre)	Decimaltal
DATE-AVG	Midttidspunktet for observationen i HJD	Decimaltal

er timer, mm er minutter og ss er sekunder, eksempel: 2009:10:01T23:05:00, som så er den 1. oktober 2009 klokken 5 minutter over 23.

Det er desuden yderst vigtigt, at man er meget præcis i teksten for "OBJECT", hvis der, som i tilfældet med mine data fra NOT, bliver flyttet rundt mellem forskellige områder. Her kunne man, som de også begynder på efter nogen tid, skrive "NGC1817_N", hvor N så kunne stå for nord, da der er observeret i nord, syd og øst.

Med rotation af feltet i forhold til Nord opad og Øst til venstre vil man selvfølgelig

få et problem, når man observerer direkte i retningen Nord, men fordelene opvejer ulempen, er min vurdering.

4.4 NGC 2243

Den anden åbne stjernebob, jeg har kikket på, er NGC 2243. I denne bob er der et stort antal formørkelsesvariable og nogle få andre typer af variable stjerner. I Tabel 4.4 ses nogle basale parametre for denne bob, og værdierne er fra [40] på nær afstanden, som jeg har regnet ud fra afstandsmodul på 13.15. Formålet med data af denne bob var at verificere nogle, eller alle af de formørkelsesvariable, der tidligere er fundet i boben. Specielt har J. Kaluzny et. al. [40] bestemt et stort antal af disse og givet bud på perioderne. Jeg vil senere komme ind på resultaterne af mine undersøgelser og selv komme med bud på perioder for de dobbeltstjernesystemer, jeg kunne finde.

Tabel 4.4: Fakta om den åbne stjernebob NGC 2243

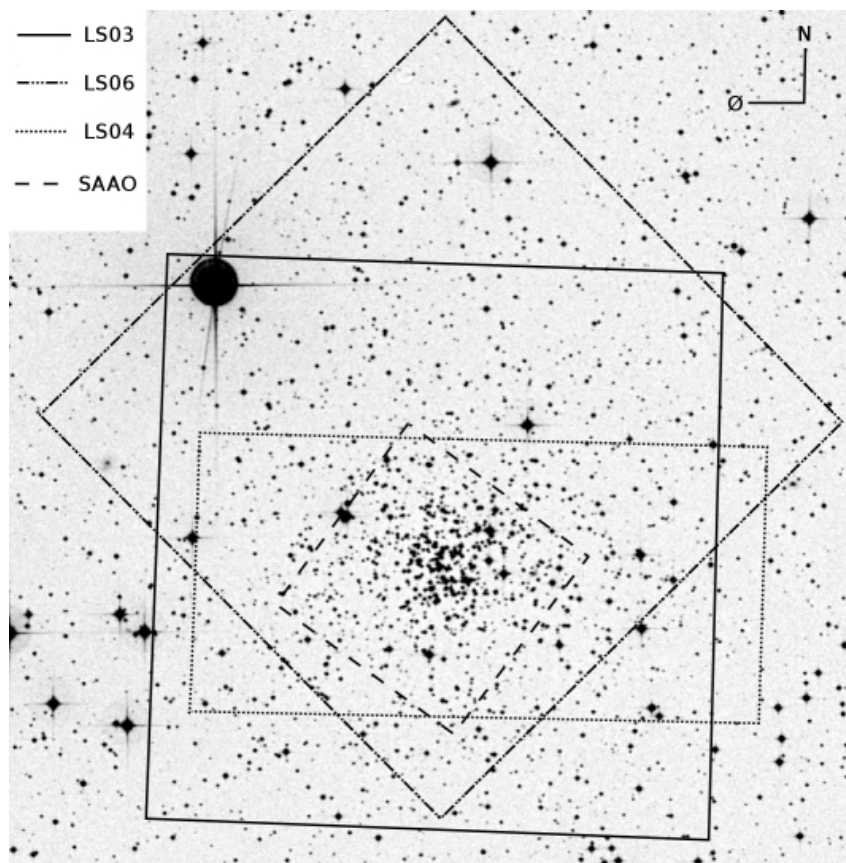
Parameter	Værdi
α_{2000}	06:29:33.9
δ_{2000}	-31:17:00
$E(B - V)$	0.055
$[Fe/H]$	-0.57
$(m - M)_V$	13.15
Afstand	~ 4300 pc
Alder	$3.8 \cdot 10^9$ år

4.4.1 Data taget med det danske 1.54m teleskop

Jeg fik udleveret 3 datasæt, som var blevet taget med det danske 1.54m teleskop. Det første sæt var fra april 2003 (observatører: ukendt), det andet fra februar 2004 og det sidste fra februar 2006. Observationerne fra 2004 blev foretaget af Hans Bruntt, Aarhus Universitet og i 2006 var det Karsten Brogaard og Christoffer Karoff, som observerede både NGC 2243 og NGC 1817. Alle observationerne blev foretaget ved brug af instrumentet DFOSC, der tidligere er beskrevet. For specifikationer af DFOSC se Tabel 4.3.1.

I 2003 blev boben observeret, hvor indstillinger som ved observationerne af NGC

1817 i 2005 og 2006, blev benyttet. Ca. halvdelen af CCD'en blev læst ud (2048 x 2048 pixels) og forstærker B blev benyttet her. Langt størstedelen af dataene for NGC 2243 blev taget med brug af et Bessel V filter, så tidsserier og analyse blev foretaget med denne del af dataene. På Figur 4.5 ses feltet, der blev observeret i 2003, som det fuldt optrukne kvadrat. Da afstanden til hoben er betydeligt større end for NGC 1817, og de to hobe i udstrækning ikke er så forskellige, så fylder den centrale del af NGC 2243 noget mindre på CCD'en end NGC 1817 gjorde. Af den grund, vil jeg tro, valgte observatørene i 2004 kun at læse den del af CCD'en, der indeholdte den centrale del af hoben, ud. Dermed blev dimensionen af billedet 2148 x 1000 pixels i stedet for disse data. Desuden blev en kombination af forstærkerne A og B benyttet her. Disse ændringer har helt sikkert reduceret udlæsetiden betydeligt, så flere billeder kunne tages ift. i 2003. På Figur 4.5 er feltet for observationerne i 2004 angivet med det stiplede rektangel.



Figur 4.5: De observerede felter omkring NGC 2243.

I 2006 blev observationerne foretaget med forstærker A, hvor de igen udlæste ca. halvdelen af CCD'en (2040 x 2050 pixels). Dette år havde de dog foretaget en anden ændring, nemlig at rotere detektoren ca. 45° i forhold til de andre år. Dette felt ses, som det store kvadrat, der står på højkant på figuren.

Disse forskelle mellem hvert år betød, at jeg ikke kunne reducere billederne fra de forskellige år sammen, da MOMF ikke kan håndtere rotationer og forskellige dimensioner af billederne. I så fald havde jeg været nødt til at skære billederne til og rotere dem inden reduktionen, hvilket ville betyde, at jeg ville miste værdifuld data. Derfor reducerede jeg hvert datasæt for sig og kombinerede de reducerede data til sidst. Reduktionen bliver uddybet i næste kapitel, så jeg vil ikke gå mere i detalje med det her.

4.4.2 Data taget ved South African Astronomical Observatory

Den sidste del af de data, jeg har behandlet i forbindelse med mit speciale, er data taget ved SAAO. Observationerne blev udført i januar og februar 2004 med 1.0m teleskopet. Observatørerne var Torben Arentoft og Henrik Robenhagen Jensen, Aarhus Universitet. En CCD (STE4) med 1024 x 1024 pixels blev benyttet, hvilket sammen med det forholdsvis lille teleskop dækkede et lille område omkring NGC 2243. Dette ses som det lille kvadrat, der står på højkant på Figur 4.5. Disse billeder var også roteret ca. 45° i forhold til billederne fra La Silla i 2003 og i 2004, hvilket også ses på figuren.

Kapitel 5

Reduktion

For at man kan bruge alle de data, jeg har beskrevet ovenfor, er man nødsaget til at have en måde at få så meget information ud af disse billeder på som muligt. Det er ikke muligt kun ved brug af sine øjne at se variationerne i lysstyrken for de mange forskellige stjerner direkte på billederne. Derfor har man brug for at kunne trække information omkring hver enkelt stjerne ud af billedet og sammenligne informationen med alle de andre billeder. Inden man gør dette, er der dog nogle få ting, man skal gøre for at optimere resultaterne.

5.1 Billedbehandling

De rå billeder indeholder nemlig også information om noget der ikke stammer fra himlen. Forstyrrelser i optikken, og det at CCD'en ikke er "perfekt", forårsager nemlig variationer i billedet, som ikke ønskes.

5.1.1 Bias subtraktion

For at minimere instrumentelle fejl tager man *bias* billeder. Disse tages uden eksponeringstid, så det kun er variationer inde i selve instrumentet og elektronikken, der måles. Man påfører derfor ofte CCD'en en spænding, så den har et vist offset, for at der ikke kan komme negative datapunkter. Denne spænding skulle så ideelt set give et konstant offset hen over CCD'en, men der kan dog være en afhængighed af, hvor på CCD'en man er, så dette offset ikke er konstant. Ved at tage ca. 10 bias billeder før og efter hver nats observationer og så lave et *master bias* billede, ved at tage medianen, kan man trække disse variationer i elektronikken fra de reelle data billeder. Nogle gange laves der i stedet for bias-striber på hver side af de observerede billeder. Når disse er påført, bestemmes offsettet som middelværdien i disse striber

og dette tal trækkes så fra værdierne i hver pixel på det reelle databillede, i stedet for at trække et master bias billede fra.

5.1.2 Flatfeltning

Andre slags forstyrrelser, såsom at der kan ligge støvkorn inde i teleskopet, så lys der rammer dette vil blive spredt en smule, vil man også gerne minimere. Derudover kan der være små variationer på pixel til pixel niveau, hvor altså et signal (en foton) ikke bliver gengivet helt ens på CCD'en for hver pixel.

Måden man laver et *flatfelt* på, er ved at oplyse et ensfarvet område inde i kuplen, der omslutter teleskopet, og så tage et billede med en eksponeringstid, der er høj nok til, at man får et tilstrækkeligt signal-støj forhold. Ideelt set skal lyset, der rammer gennem optikken og ned på CCD'en, være helt ens, altså at der kommer lige meget lys med samme farve til hver enkelt pixel, for at korrektionen bliver optimal. Dette er dog ikke muligt, men alligevel forbedrer man billedet ved at korrigere med et flatfelt.

Noget andet, man kan gøre, er at tage et *Skyflat* billede, hvor man i stedet for at oplyse en del af kuplen, bruger himlen ved tusmørke og daggry. Dermed undgår man, at der kan være skidt på det ensfarvede område, man brugte til flatfeltet og mængden af lys, der rammer CCD'en, er også mere homogen. Specielt ligner lyset fra himmelbaggrunden også mere lys fra stjerner, når man ser på lyset spektralt. Problemet med skyflats er dog, at man kun har et begrænset tidsrum til at lave disse, da der helst ikke må være stjerner på billederne, og det skal også være mørkt nok til, at billedet ikke bliver satureret.

Ligesom med bias billederne tager man også ca. 10 stk. her, hvor man ændrer retningen af teleskopet en anelse hver gang. Billederne tages først og sidst på natten i stedet for lige før og lige efter de reelle målinger, som ved bias billederne. Igen laver man så et master billede (eksempelvis: *master skyflat*), som man normaliserer omkring 1 og dividerer op i sine data billeder. Her lægges billederne igen sammen ved at tage medianen af dem, da man på denne måde (næsten) fjerner stjerner og kosmiske stråler, der kun vil være til stede ét sted på ét billede. Brugen af median i IDL gør, at den tager medianen i hver enkelt pixel for sig. Dermed bliver de uønskede variationer udjævnet.

5.1.3 Linearitet

Ved brug af CCD kameraer forventes disse at have en lineær sammenhæng mellem fotoner og elektroner. En foton, der rammer CCD'en, danner elektroner, der forstærkes med "gain" faktoren og til sidst giver et digitalt signal. Fotonens

signal omdannes altså til et elektronisk signal, som kan udlæses. Det elektroniske signal kaldes for ADU (Analog to Digital Unit) og er blot et tal, som bliver tillagt den indkomne foton. Når potentialbrøndene, som "gemmer" signalet (elektronerne) fra hver foton, bliver mere og mere fyldte, kan den lineære sammenhæng mellem fotoner og elektroner afvige. Det vil altså sige, at for klare stjerner kan der blive introduceret en ikke-linearitetsstøj. For min reduktion har dette ikke haft den store betydning, da de interessante stjerner stort set ikke er i nærheden af at være saturerede. Det er kun forgrundsstjerner og ikke medlemmer, der er klare nok til, at denne effekt vil have stor indflydelse. Derfor har jeg ikke forsøgt at lave nogen korrektion for ikke-linearitet i reduktionen, og hvis jeg har set en variabilitet hos klare stjerner, som kunne skyldes denne effekt, har jeg undladt at medtage disse.

Ved dannelse af et master bias (eller en biaskonstant), et master flatfelt og ikke-linearitetskorrektionen kan den indledende billedbehandling opskrives som en ligning på formen [46]:

$$Phot(x, y) \propto \frac{ADU - Bias}{Flat} \cdot (1 + \delta_{nonlinear}), \quad (5.1)$$

Foton signalet i ethvert punkt er altså proportionalt med ADU signalet, hvor bias-billedet/konstanten er fratrasket og der er divideret med det normerede flatfelts-billede. Hvis værdier for ikke-lineariteten, som er en funktion af ADU, kendes, er dette så den sidste korrektion, der foretages.

5.2 MOMF

Efter den indledende billedbehandling er det så, at man kan begynde at få den ønskede information ud af billedet. Hertil benytter man ofte noget software som hurtigt og effektivt kan hjælpe en. Da jeg har arbejdet med åbne stjernehober, hvor felterne kun er *moderat tætte*, har jeg benyttet MOMF pakken. Den er et godt redskab, når der kun er få (eller ingen) stjerner, der overlapper hinanden, og afstanden mellem hver enkelt stjerne i gennemsnit er forholdsvis stor.

MOMF benytter *blænde* og *Punkt Sprednings Funktion* (PSF) fotometri. Ved at kombinere PSF og blænde fotometri optimeres MOMF til moderat tætte felter som dem i åbne stjernehober. Derudover er pakken optimeret til at behandle store mængder data og kombinationen af blænde og PSF reducerer støjen for hver enkelt stjerne [46]. MOMF er meget automatiseret, så når reduktionen er sat i gang kører den af sig selv. Før MOMF sættes i gang, skal man blot angive blændestørrelse, dimensioner af databillederne og nogle få andre parametre. Der køres så 3 rutiner:

MOMF01.nosum, MOMF02 og MOMF03:

I MOMF01.nosum, vælges PSF stjernerne i et referencebillede (SUM billedet). Her er det en fordel at være omhyggelig med at vælge PSF stjernerne, som bliver forelået i rækkefølgen fra den klareste på billedet først. Hvis en eller flere af disse bliver satureret eller ligger tæt på pixel eller kolonne fejl på CCD'en, vil det blive afspejlet i alle lyskurver. Til at tjekke PSFstjernerne benyttede jeg SAOImage DS9: Astronomical Data Visualization Application (DS9) sideløbende med MOMF01.nosum. I denne rutine detekteres også alle de stjerner på billedet, der efterfølgende bliver dannet lyskurver for. Derfor er det altså vigtigt at vælge et godt referencebillede. I MOMF02 foretages så selve reduktionen. Alle databilleder bliver analyseret og den relative størrelsesklasse for hver stjerne bliver bestemt på hvert billede. Denne rutine er den, der tager længst tid. For de største datasæt, jeg har behandlet, tog denne reduktion op til omkring 6-8 timer.

I MOMF03 dannes mapper og lister og så videre.

5.2.1 PSF modellen

Den PSF model, som der benyttes i MOMF, er en 2-komponent model, hvor en beskrivelse af kernen er den ene, og en beskrivelse af resten er den anden [46]. Kerne PSF'en er givet ved:

$$ADU_{core}(r) = ADU_0 \cdot \exp\left(\frac{-r^2}{S^2(r)}\right), \quad (5.2)$$

hvor $ADU_{core}(r)$ er antallet af tællinger indenfor en cirkel med radius r centreret på stjernen, og $S(r)$ er en funktion (i tilfælde af en Gaussisk profil for stjernen er denne funktion en konstant). ADU_0 er blot en skalaparameter. PSF'en for kernen er en model, som ofte ikke er helt præcis. Derfor skal denne model korrigeres en smule. Det er det, den anden komponent skal stå for. Dette kan betragtes som, at man med kernemodellen fjerner hovedparten af signalet fra stjernen, og derefter bestemmer restsignalet som forskellen mellem kerne PSF'en og den observerede PSF.

Rest PSF'en kan da udtrykkes ved:

$$ADU_{residual}(z, w) = ADU_0 \cdot R(z, w), \quad (5.3)$$

hvor $z = x - x_0$ og $w = y - y_0$ og (x_0, y_0) er centrum for keredelen. $R(z, w)$ er en funktion der beskriver restsignalet omkring (x_0, y_0) .

Den endelige PSF i ethvert punkt er så givet ved:

$$ADU_{final}(r, z, w) = ADU_0 \left(\exp\left(\frac{-r^2}{S^2(r)}\right) + R(z, w) \right) \quad (5.4)$$

Til bestemmelsen af denne PSF benyttes maksimalt 10 stjerner (PSFstjernerne), som vælges på SUM-billedet i MOMF01.nosum. PSF'en bruges så til at bestemme den instrumentelle størrelsesklasse for alle stjernerne på alle billederne. Den kan betragtes som en gaussprofil, hvor højden angiver, hvor lysstærk stjernen er. En måde at forstå, hvorfor stjernerne på de observerede billeder, ikke har samme størrelse, er, at det er én gaussprofil, der beskriver alle stjernerne. Højden for denne gaussprofil kan variere, så lysstærke stjerner vil fremstå som større "pletter" end stjerner, der er lyssvage på CCD billederne.

5.3 Efterfølgende behandling

Med outputtet fra MOMF, som er relative størrelsesklasser for hver enkelt stjerne til hvert enkelt billede (tidspunkt), skulle disse sammensættes som tidsserier for hver enkelt stjerne. Dertil blev IDL anvendt. Tidspunktet for starten og eksponeringstiden af hver observation blev hentet ud af headeren til billederne, og ud fra disse blev midttidspunktet for observationen angivet i *heliocentric julian day* (HJD), benyttet. Dette var det sidste skridt i forarbejdningen af dataet, som nu kunne analyseres.

5.4 Problemer med reduktionen

MOMF er et udmærket redskab, når de data, man vil reducere, er taget på fornuftig vis. Hvis observationerne er foretaget med dårlig guiding vil det medføre, at man i værste fald ikke kan reducere alle billederne på en gang. Inden man starter reduktionen med MOMF, kan man sætte en parameter, der hedder *maxoff*, som dog er lidt besværlig at ændre, da man skal ind i selve programkoden for at ændre denne værdi. Maxoff angiver, hvor langt fra billedkanten en PSF stjerne må ligge, og dermed også hvor store forskydninger, der kan være fra billede til billede. Maxoff angives i pixels og dikterer, hvor langt en stjerne kan drive væk fra positionen af stjernen i SUM billedet. Hvis afstanden bliver større, end den værdi man sætter for maxoff, så vil billedet ikke kunne bruges og efterfølgende vil MOMF03 gå ned når den når til dette billede. Derfor er det vigtigt, at alle de billeder, man vil benytte maksimalt, har en flytning på maxoff.

For mine data fra NOT var der, som tidligere nævnt, ikke gjort meget ud af at have en præcis guiding. Derfor måtte en del billeder kasseres eller jeg måtte øge maxoff, så størstedelen af billederne kunne medtages. Det sidste blev gjort, men dette gik ud over området, hvori PSF stjerner kunne bestemmes. Derfor blev antallet af anvendte PSF stjerner reduceret til 5-6 stykker pr. reduktion, hvilket kan

have betydet, at PSF'en blev lidt dårlige bestemt. Da mit primære formål var at finde og verificere variable stjerner i NGC 1817, så var det acceptabelt at benytte et lavere antal PSF stjerner, da jeg stadig ville se variabilitet hos de variable stjerner med en dårligere bestemt PSF. For mine NOT data blev billeder fra hvert område (Nord, Syd og Øst) og hver nat reduceret for sig, og sidenhen blev tidsserierne for de forskellige nætter for hver stjerne sammensat ved at midle hver del omkring 0 og så kombinere dem til sidst. Dette var i orden at gøre, når det primære mål var at se på δ Scuti stjerner, hvor perioderne for svingningerne forventes at være korte nok i løbet af observationerne til, at middelstørrelsesklassen for hver stjerne er konstant fra nat til nat.

Ved den sidste del af forarbejdningen (sammensætningen af tidsserierne) var det nødvendigt at tjekke hvilken tidsangivelse, der var blevet brugt for observations-tidspunktet. Nogle gange havde man benyttet MJD (Modified Julian Day), som er givet ved $MJD = JD - 2400000.5$, hvor JD er Julian Date, andre gange blev JD benyttet og nogle gange stod kun tidspunktet for observationen som DATE-OBS i Tabel 4.3.2. For et enkelt datasæt stod DATE-AVG i headeren, så dette blot skulle ændres til HJD.

Kapitel 6

Tidsserieanalyse

Til analysen af fotometriske data for variable stjerner kan der benyttes nogle forskellige metoder. Ved at se på tidsserien kan man i tilfælde af monopériodiske stjerner, hvor perioden er kort nok til, at man for en nats observationer kan se flere bølgetoppe, bestemme perioden for oscillationen. Hvis der kun er dele af oscillationen til stede i hver nats observationer kan man bestemme perioden ved enten at fitte med en sinussvingning eller man kan danne et fasediagram. For formørkelsesvariable stjerner, hvor der kun findes én periode for systemet, kan et fasediagram også anvendes til at bestemme denne periode. Ved stjerner, der udviser multipériodiske signaler, kan det være svært umiddelbart at bestemme perioder eller frekvenser ved blot at kikke på tidsserien. Desuden er et fasediagram i tilfælde af multipériodicitet ikke at foretrække, da man kun kan fase tidsserien op med én periode af gangen. Til analyse af disse stjerner kan man i stedet bruge Fourier analyse til bestemmelse af frekvenser, der er til stede i stjernen. Herunder vil jeg give en kort beskrivelse af dannelsen af fasediagrammer, amplitudespektret, og hvad man kan forvente af resultater ved disse analyseformer.

6.1 Fasediagram

Et fasediagram er egentlig en meget simpel måde at få værdifuld information omkring variable stjerner på. Når man har dannet tidsserien, ændres tidsaksen til at være modulus perioden for variabiliteten eller systemet (for formørkelsesvariable stjerner). Det svarer til, at man deler tidsaksen op i stykker af en bestemt længde (længden af perioden), og så lægger alle stykkerne oven på hinanden. Ved formørkelsesvariable stjerner var dette måden, hvormed jeg bestemte perioderne for systemerne. Ved at skrive et program i IDL, hvor jeg ved et tryk på ENTER tasten kunne ændre perioden med et lille tidsskridt og derefter plotte fasediagram-

met, var det muligt at gennemløbe et stort periodeområde på kort tid. Ved at tjekke om henholdsvis de primære og sekundære eklipser lå oven i hinanden, som man ville forvente for den korrekte periode, og sikre mig, at der ikke lå datapunkter oven over eklipserne, kunne jeg bestemme perioden for denne type variable stjerner. For at kunne afgøre, om en periode er den korrekte for eksempelvis en formørkelsesvariabel stjerne, kræver det, at man har tilstrækkelig fasedækning. Det vil sige, at der i fasediagrammet ikke ses store huller, hvor der ikke er nogen datapunkter. For langperiodiske variable stjerner kan dette være svært at opnå med begrænsede mængder data, hvor observationer fra enkelte nætter kombineres. I Kapitel 8 vil diagrammer, hvor der er fuld fasedækning, og nogle, hvor der er huller i fasedækningen, være vist.

6.2 Amplitudespektret

Ved analysen af multiperiodiske variable stjerner er det som regel ikke muligt at bestemme frekvenser eller perioder ved blot at se på tidsserien. Hertil skal der benyttes andre teknikker. Den mest benyttede og nemmest anvendelige metode er at bruge Fourier analyse. Princippet bag Fourier analyse i denne sammenhæng er, at enhver tidsserie kan repræsenteres ud fra en uendelig sum af sinus og cosinus funktioner. Kort fortalt er Fourier analyse en rutine, hvormed der bestemmes hvor godt en given svingning på formen [28]:

$$A_i \cdot \sin(\omega_i t + \phi_i), \quad (6.1)$$

hvor A_i er amplituden, ω_i er vinkelfrekvensen, t er tiden og ϕ_i er fasen for svingningen, passer med den observerede tidsserie. Ved at lave et mindste kvadraters fit med sinusfunktionen, med en given frekvens, til datapunkterne, findes den amplitude for funktionen, der får denne til at have den mindste RMS (root mean square) værdi [28]. Ved at gøre dette for en lang række frekvenser i et givet frekvensinterval kan man plotte de fundne amplituder som funktion af de respektive frekvenser, og man får så amplitudespektret. I dette spektrum vil svingninger, hvor en stor amplitude passede bedst til datapunkterne, fremstå som tydelige peaks (toppe) ved den tilhørende frekvens. Ved dannelsen af amplitudespektret skulle man i princippet gennemløbe uendeligt mange svingninger, men da dette jo naturligvis ikke kan lade sig gøre, vælger man et frekvensområde, hvori man foretager analysen. Når man ser på bestemte typer af variable stjerner ved man også nogenlunde i hvilket frekvensområde, man forventer svingningerne vil ligge, så man søger selvfølgelig efter svingningsfrekvenser i et område, der som minimum dækker dette. Ved at bruge amplitudespektret til frekvensanalysen introduceres der dog nogle

mulige fejlkilder. De data, jeg har arbejdet med, er taget med teleskoper fra forskellige år, så der er store huller i tidsserien. Både pga. Jordens rotation om egen akse, hvilket giver huller på dag til dag niveau, men også pga. observationstiden de forskellige år, hvilket giver huller på op til flere år. Disse huller giver anledning til peaks i amplitudespektret, som ikke skyldes svingninger i stjernen. Peakene forårsages af, at en svingning, der er lidt ude af fase med den svingning, der rent faktisk er til stede i stjernen, vil kunne være i fase med datapunkterne i starten af observationerne og så være lidt ude af fase til slut, men når observationerne starter næste dag vil denne "forkerte" svingning igen være i fase med datapunkterne [44]. Derfor får man det, der kaldes *sidebånd*, som er peaks, der pga. huller i tidsserien opstår ved dannelsen af amplitudespektret.

På Figur 6.1, ses en kunstig lyskurve og det tilhørende amplitudespektrum. Lyskurven består af en simpel sinussvingning med en frekvens på 20 c/d (cykler pr. dag) og en amplitude på 8 (arbitrære enheder), som er tillagt tilfældig støj. Desuden er der lavet et hul i tidsserien, så denne ligner en observeret lyskurve. Nederst ses amplitudespektret for lyskurven, hvorpå der ses et tydeligt peak ved en frekvens på 20 c/d, som jo er svingningsfrekvensen for det kunstige signal. På hver side af denne frekvens ses yderligere peaks, som er de ovennævnte sidebånd, som opstår pga. hullet i tidsserien. Da afstanden mellem starten af de to observationer er præcis en dag, vil disse sidebånd ligge ved ± 1 c/d i forhold til svingningsfrekvensen, da der for frekvensopsplitningen ($\delta\nu$) mellem toppene gælder at [23]:

$$\delta\nu = \frac{1}{\tau}, \quad (6.2)$$

hvor τ i ligningen er tiden mellem starttidspunkterne for de, i dette tilfælde, to observationer, og da vi regner frekvensen i c/d, vil toppene være separeret med netop 1 c/d.

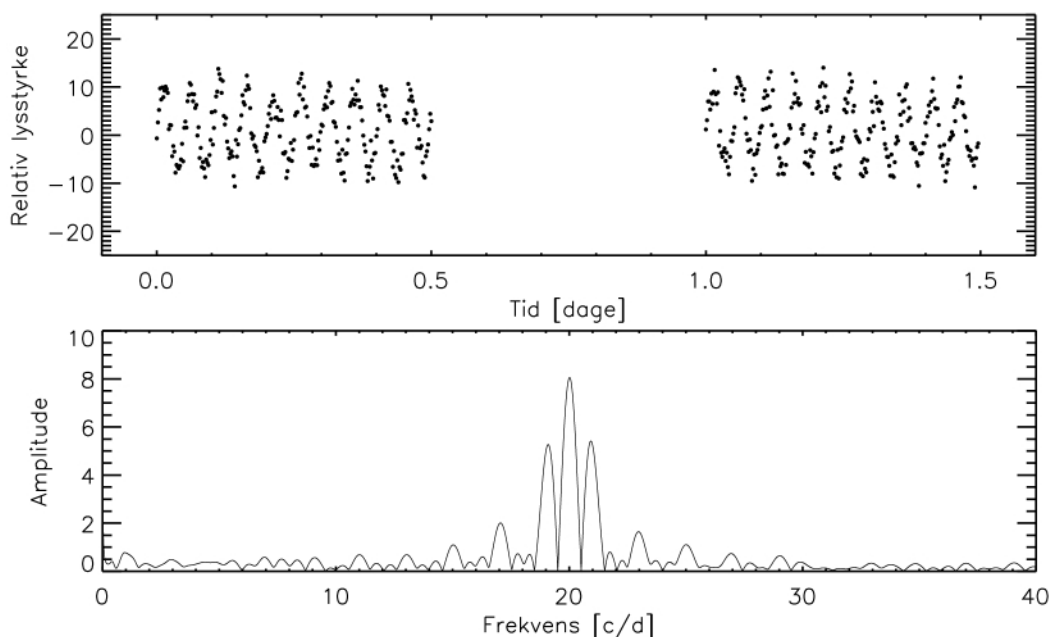
Ud over de 3 tydelige peaks vi ser i amplitudespektret, ser vi også nogle mindre peaks fordelt over hele spektret. Nogle af disse stammer fra Fourier analysen, mens andre opstår pga. støjen i lyskurven.

Ved dannelsen af amplitudespektre for stjerner vil støj kunne påvirke resultaterne, men der gælder, at støjen falder med kvadratroden på antallet af datapunkter, når støjen er *normalfordelt* [46]. Der gælder nemlig for støjen i amplitudespektret, at:

$$\bar{a} = \sqrt{\frac{\pi}{N}} \cdot \sigma, \quad (6.3)$$

hvor $\bar{a}$ er den gennemsnitlige amplitude af støjniveauet, N er antallet af datapunkter og σ er standardafvigelsen. Denne type støj stammer hovedsageligt fra

6.2. Amplitudespektret

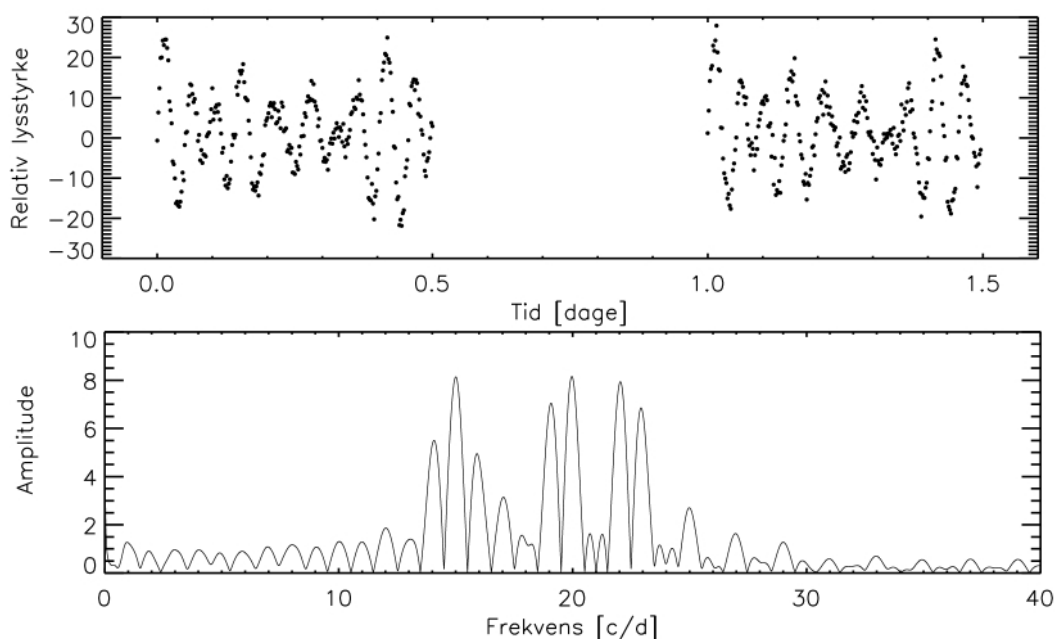


Figur 6.1: Øverst: genereret tidsserie med hul på en halv dag. Nederst: det tilhørende amplitudespektrum, hvor tydelige sidebånd er til stede pga. hullet i tidsserien.

atmosfæriske forstyrrelser og reduktionsstøj, hvor det sidste skyldes en lang række parametre (se [46] for detaljer). Ud over et bidrag fra normalfordelt støj (hvid støj) vil der også være et bidrag fra drift - og instrumentstøj. Denne type støj kaldes $1/f$ støj og begynder at dominere støjbidraget ved lave frekvenser (ca. ~ 5 c/d), mens den hvide støj dominerer ved højere frekvenser. Drift - og instrumentstøj kan forårsages af for eksempel en temperaturændring i de anvendte instrumenter, eller dårlig guiding af teleskopet. Midlingen jeg brugte til at kombinere data for NGC 1817 og specielt fra NOT vil også give et støjbidrag ved de lave frekvenser.

For δ Scuti stjerner, som kan være multiperiodiske variable stjerner, kan svingninger i stjernen have frekvenser, der ligger meget tæt op ad hinanden. Når to eller flere frekvenser er til stede i stjernen, kan dette besværliggøre bestemmelsen af disse i amplitudespektret, da sidebåndene kan påvirke de reelle peaks og interferere med hinanden. Dette ses på Figur 6.2, hvor jeg har genereret en tidsserie med 3 frekvenser og et enkelt hul. Der er igen tillagt et lille normalfordelt støjbidrag.

Af amplitudespektret på figuren ses det, at der er en tydelig frekvenstop ved 15 c/d. Derudover er der noget omkring 20 c/d. Det er umiddelbart ikke nemt at



Figur 6.2: Øverst: genereret tidsserie med 3 frekvenser og med hul på en halv dag. Nederst: det tilhørende amplitudespektrum, hvor tydelig påvirkninger af sidebånd ses.

se, om der er en eller flere frekvenser, da vi ikke ser ét stort peak med symmetriske sidebånd på hver side. Dette skyldes, at der ligger to frekvenser tæt op ad hinanden. Den ene ved 20 c/d og den anden ved 22 c/d. Det viser, at svingningerne kan påvirke hinanden i amplitudespektret, og hvis mere komplicerede spektre dannes, kan sidebåndene endda være større end stjernernes egenfrekvenser, hvilket giver anledning til en forkert frekvensbestemmelse.

Et andet tilfælde kan være, at frekvenserne ligger endnu tættere på hinanden, og da opløsningen ($\delta\nu$) i amplitudespektret teoretisk set [23] er givet ved*:

$$\delta\nu \simeq \frac{1}{T}, \quad (6.4)$$

hvor T er længden af tidsserien, vil to toppe kunne ligge så tæt på hinanden at de ikke kan opløses. Dermed får vi kun én top for disse to svingninger, hvilket vil resultere i en forkert frekvensbestemmelse. Når den første frekvens, der findes i amplitudespektret bliver bestemt forkert, vil det påvirke eventuelle andre svingninger i tidsserien til også at blive fejlagtigt bestemt. Dette sker, da man, når en

*observationel værdi: $\delta\nu \simeq \frac{1.5}{T}$

frekvens er bestemt, trækker en sinussvingning med den fundne frekvens og amplitude fra tidsserien og analyserer videre på resten (når man bruger programmer som Period04 til frekvensanalysen).

For en stor del af mit data, er der store huller i tidsserien, og der er ikke observeret lige meget hver nat. Dette fører til mere komplekse signaler i amplitudespektret. I Kapitel 8 viser jeg nogle af disse komplicerede spektre, *vinduesfunktioner*, for de observerede tidsserier. På spektrene vises, hvordan én svingning i stjernen vil se ud i amplitudespektret for den givne tidsserie.

6.2.1 Kombinationsfrekvenser og overtoner

Kombinationsfrekvenser er periodiske signaler, der kan opstå i multiperiodiske variable stjerner, så som δ Scuti stjerner. Hvorfor disse signaler opstår er ikke forstået fuldt ud, men en teori er, at da stjernens yderste lag ikke er et perfekt medium til at transportere lydbølger, så vil svingningerne ikke forblive perfekte sinussvingninger. Dermed kan der dannes signaler ved kombinationer af stjernens egensvingninger [17]. Disse kombinationer er af typen:

$$f_{kombi} = f_i \pm f_j, \quad (6.5)$$

hvor f_i og f_j er egenfrekvenser i stjernen. Amplituden for en kombinationsfrekvens er mindre end amplituden for hver af de svingninger, den er dannet af, og er på formen [17]:

$$A_{kombi} = \mu \cdot A_i \cdot A_j, \quad (6.6)$$

hvor μ er en skaleringsfaktor.

Disse kombinationsfrekvenser indeholder ikke umiddelbart yderligere information omkring stjernen, som egenfrekvenserne ikke giver information om. Derfor vil jeg i min frekvensanalyse sortere disse kombinationsfrekvenser fra.

At svingningerne ikke kan udbrede sig som perfekte sinussvingninger ud gennem stjernen, giver også anledning til andre signaler i amplitudespektret nemlig *overtoner* [31]. Overtoner er frekvenser, som er et helt multiplum af en given egenfrekvens:

$$f_{otone} = n \cdot f_i, \quad (6.7)$$

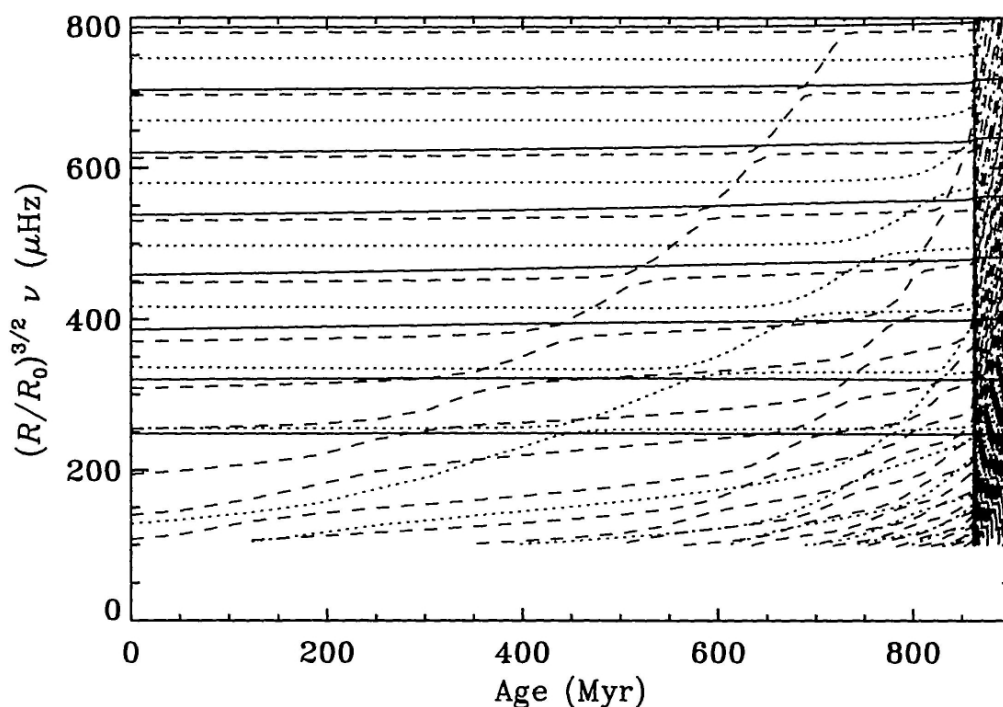
hvor n er et positivt helt tal.

De to ovennævnte typer signaler, der kan ses i amplitudespektret, vil altså kunne påvirke frekvensbestemmelsen. I min analyse har jeg kun medtaget frekvenser, som jeg mener, er egenfrekvenser, men disse skal ikke regnes for de eksakte løsninger,

men mere en indikation på hvor mange svingninger, der er til stede i de forskellige stjerner (til mit detektionsniveau), og i hvilke frekvensområder disse ligger. Mine datasæt er nemlig ikke tilstrækkelige til, at jeg med sikkerhed kan sige, at de frekvenser, jeg har fundet, er de korrekte.

6.2.2 Blandede modes

Blandede modes (mixed modes) er et fænomen, som i teorien er muligt at se i δ Scuti stjerner. I disse stjerner, hvor der er en konvektiv zone i kernen og en ved overfladen, er det nemlig muligt at både gravitations - og trykbølger kan være til stede på samme tid. Udviklingen af gravitationsbølger (g-modes) er lidt forskellig fra udviklingen af trykbølger (p-modes). Frekvensen for en p-mode ændrer sig ikke på samme måde som for g-modes, hvor frekvensen kan ændre sig betydeligt over forholdsvis kort tid [22].



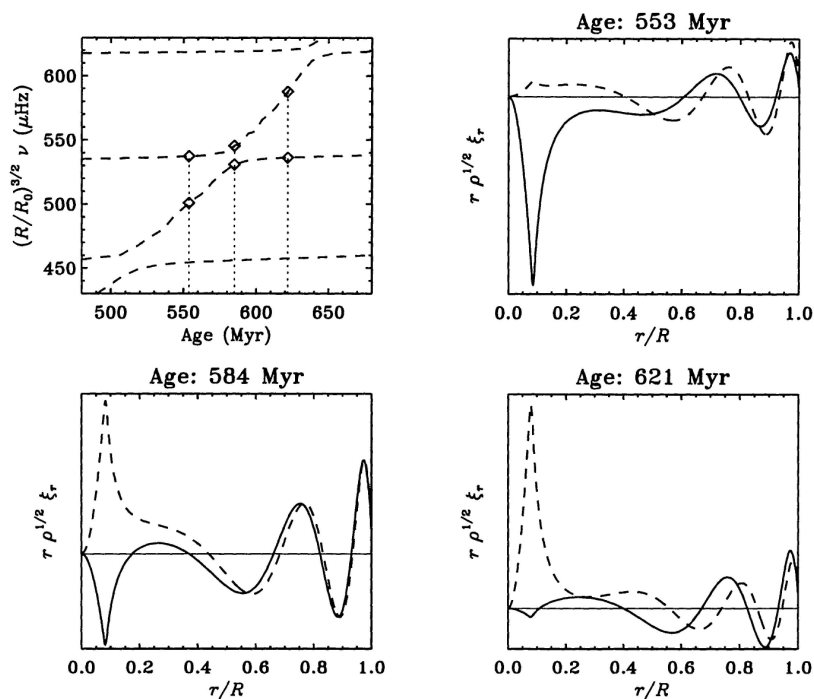
Figur 6.3: Model af udvikling af p- og g-modes i en $2M_{\odot}$ stjerne. Svingninger med samme grad og radiale orden er vist som fuldt optrukne linjer ($l = 0$), stiplede linjer ($l = 1$), og punkterede linjer ($l = 2$). [22]

På Figur 6.3 ses udviklingen af p- og g-modes i en $2M_{\odot}$ stjerne. Vi ser på diagrammet, at frekvenserne for p-modes stort set er konstante, når frekvensen er skaleret med ændringen i stjernens radius i løbet af de 800 millioner år (Mår), som modellen er udregnet for. Ved alderen 0 år, ser vi en $l = 2$ g-mode ved ca. $200 \mu\text{Hz}$, hvis frekvens stiger med tiden, og ved ca. 250 Mår, når den den laveste p-mode med $l = 2$. Ved dette punkt skifter de to svingninger karakter, så p-svingningen får karakter af en g-mode og omvendt. Nu udvikler p-svingningens frekvens sig med tiden, mens g-svingningen er konstant. Ved ca. 350 Mår skifter p-svingningen så tilbage til at have karakter af en p-mode igen, mens karakteren af en g-mode igen overleveres til en anden svingning. Hver gang en g-mode overdrager sin karakter til en anden svingning og omvendt, ses det der kaldes en "avoided crossing". På Figur 6.4 ses detaljer om p- og g-modes med $l = 2$ og n lig henholdsvis 3 og 4, før under og efter en "avoided crossing". På første billede ses en lille del af Figur 6.3 omkring en "avoided crossing". De stiplede linjer indikerer de 3 situationer, der vises på de 3 andre billeder. Øverst til højre ses situationen lige før en "avoided crossing". Her er den skalerede egenfunktion for en g-mode og en p-mode vist som funktion af radius. Lad os sige, at den punkterede linje er en p-mode og den fuldt optrukne er en g-mode. G-svingningen vil så have en dominerende amplitude nær den konvektive kerne inde i stjernen, mens p-svingningen har sin dominerende amplitude nær overfladen af stjernen. På billedet nederst til venstre har vi situationen, hvor de to svingninger er tættest på hinanden. Her ser vi, at begge modes har stor amplitude i både den indre og den ydre del af stjernen. Her er de to svingninger ved at skifte karakter. På det sidste billede ser vi, at de to svingninger har skiftet karakter så det nu er p-svingningen der har størst amplitude nær den konvektive kerne og g-svingningen, der har størst amplitude nær overfladen [22].

Sådanne blandede modes er altså teoretisk mulige at finde i δ Scuti stjerner, men de kan være svære at skelne fra "almindelige" p-mode svingninger, da gravitationsbølgernes frekvens forventes at ligge i den lave ende af frekvensspektret, hvor f.eks. kombinationsfrekvenser også kan være at finde.

6.2.3 Rotation

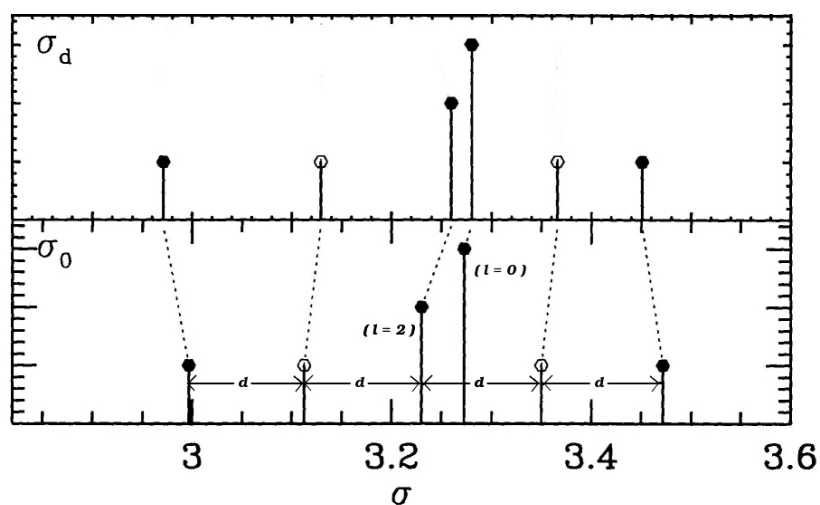
En sidste ting jeg vil nævne her, der kan påvirke amplitudespektret og frekvensbestemmelsen, er rotation af stjernerne. Mange δ Scuti stjerner har vist sig at være hurtigt roterende [32], hvilket kan forårsage frekvensopsplitning af stjernernes egenfrekvenser i amplitudespektret. Grunden til, at rotation påvirker de observerede svingninger, er, at stjernen, man ser på, vil afvige mere og mere fra at være en perfekt kugle, jo hurtigere den roterer. Dette fører til, at frekvenserne vil afhænge af den azimutale orden m , og dermed kan blive splittet op [32]. Til



Figur 6.4: Modelberegninger for området omkring en "avoided crossing". [22]

første orden vil en frekvens kunne blive splittet op i $2l + 1$ komponenter, hvor l er den angulære grad for svingningen, og ved højere ordener vil komponenterne blive skiftet i frekvens [32][9]. Disse effekter betyder, at de frekvenser der bestemmes ud fra amplitudespektret, ikke nødvendigvis er dem, der er at finde i stjernen. Som tidligere nævnt var mit formål ikke at lave "*mode identifikation*", men blot at give et bud på antallet af anslåede frekvenser og i hvilket frekvensområde disse lå.

På Figur 6.5 ses frekvensopsplitninger og skift for to frekvenser i en stjerne med en masse på $1.8M_{\odot}$. Frekvenserne (σ) er i normaliserede enheder og amplituderne er arbitrære. På det nederste plot er det kun et bidrag fra den lineære opsplittning af de to egenfrekvenser, der er medregnet. Egenfrekvenserne er, $l = 0$, $n = 3$ for den med størst amplitude og $l = 2$, $n = 1$ for den med næst højest amplitude. De to egenfrekvenser er markeret med deres respektive l -værdi. De 4 frekvenser med lav amplitude er de opsplittede frekvenser af egenfrekvensen med $l = 2$. På den nederste figur ses opsplittningen af egenfrekvenserne til første orden (σ_0), hvor egenfrekvensen med $l = 2$, altså giver 5 frekvenser med ækvidistant opsplittning (frekvensopsplittningen er indikeret med pile og bogstavet "d" på figuren). Frekvens-



Figur 6.5: Frekvensopsplitninger og skift for en modelleret variabel stjerne. Rotationshastigheden for stjernen er sat til 93.3 km/s. Frekvenserne er normaliseret og amplituderne er arbitrære. [32]

en med $l = 0$ giver ikke nogen opsplitning. På det øverste billede ses effekten af, at stjernen ikke er en perfekt kugle, da den bliver fladtrykt pga. rotation (σ_d). Her ser vi, at frekvenserne er flyttet forskelligt i forhold til positionerne på det nederste plot. Frekvensopsplitningen (d) er ikke længere ækvidistant. De stiplede linjer forbinder frekvenserne mellem de to plots. For en mere uddybende forklaring af figuren og effekten af rotation på frekvensanalysen henvises der til [32], [9] og [19].

Kapitel 7

Detektion af variable stjerner

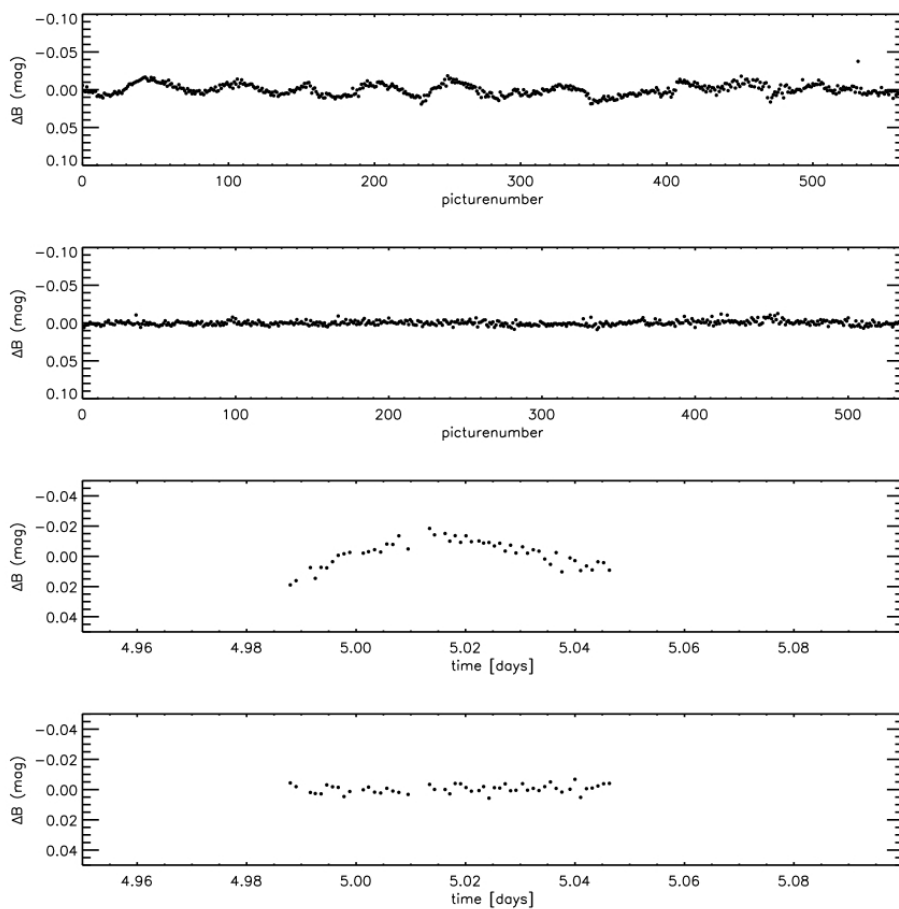
Identifikationen af variable stjerner foregik ved, at jeg manuelt så på lyskurven for hver enkelt stjerne i alle datasættene. Hertil blev programmer skrevet i (programmeringssproget) IDL benyttet, hvor jeg skrev programmer til lige netop dette formål. Når en stjerne viste en eller anden form for variabilitet, blev det noteret og efter alle stjerner var tjekket igennem første gang, gik jeg ind og så nærmere på de "interessante" stjerner. Nogle af de interessante stjerner var tydelige variable stjerner, så disse blev i første omgang ikke tjekket yderligere. Dem, der ikke umiddelbart kunne verificeres, blev tjekket ved at se på amplitudespektrene for stjernerne. Andre blev kasseret, hvis de lå for tæt på kanten af CCD'en eller tæt på en "død kolonne". 3 "døde kolonner" ses tydeligt på Figur 7.6, som de vertikale sorte linjer, der går igennem hele billedet. Hvis en stjerne ligger nær ved, eller lige på en sådan linje, vil den størrelsesklasse, der bliver udregnet for stjernen til hvert billede, ændre sig, hvis positionen af stjernen ændrer sig bare en lille smule. Derfor blev stjerner, der lå tæt på sådan en kolonne ikke taget med i den endelige liste over variable stjerner, selvom de måske i virkeligheden er variable stjerner. Nogle andre interessante stjerner viste sig at skyldes enkelte dårlige pixels. Disse blev naturligvis også frasorteret.

7.1 Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 1817

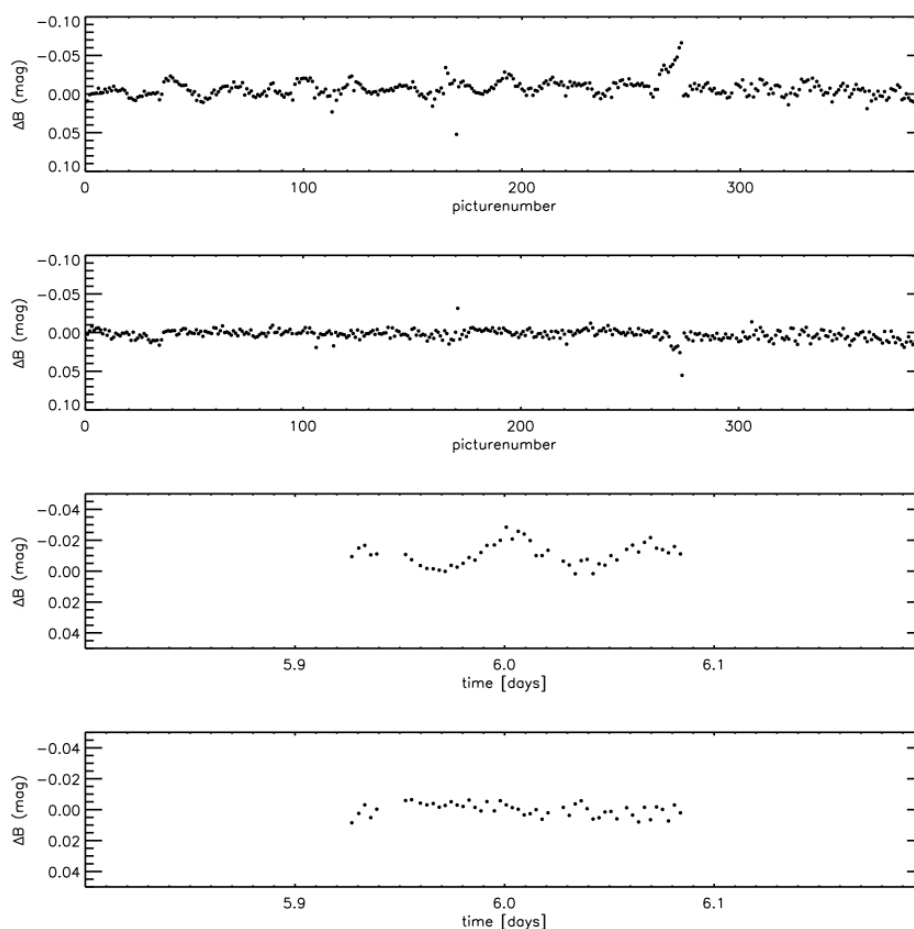
Efter dannelsen af lyskurver for alle stjernerne i de forskellige datasæt, blev disse tjekket igennem for variabilitet. Hvis jeg så en systematisk variabilitet i lyskurven, blev denne noteret som værende variabel, hvis den opfyldte kravene som beskrevet ovenfor. Reelt så jeg på den relative størrelsesklasse som funktion af billednummer.

7.1. Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 1817

Dette betød, at hullerne i tidsserien ikke kunne ses, hvilket gjorde lyskurven mere overskuelig. På Figur 7.1 ses et eksempel på de 4 plots, som jeg betragtede for hver stjerne i første omgang for LS05 dataene. Her ses det tydeligt, at stjernen er variabel ved at se på det øverste plot sammenlignet med plot nr. 2 på figuren, som viser plottet af en konstant stjerne. På de øverste to plots er den relative størrelsesklasse plottet som funktion af billednummer. På de nederste to plots på figuren er vist en nats observationer, hvor det er den relative størrelsesklasse som funktion af tiden, der er plottet.



Figur 7.1: Identifikationsplots. (Øverst) ΔB som funktion af billednummer for en variabel stjerne. (plot nr. 2) ΔB som funktion af billednummer for en konstant stjerne. (plot nr. 3) ΔB som funktion af tiden for den variable stjerne, hvor en nats observationer er vist. (Nederst) Det samme som ved plot nr. 3, bare for den konstante stjerne.



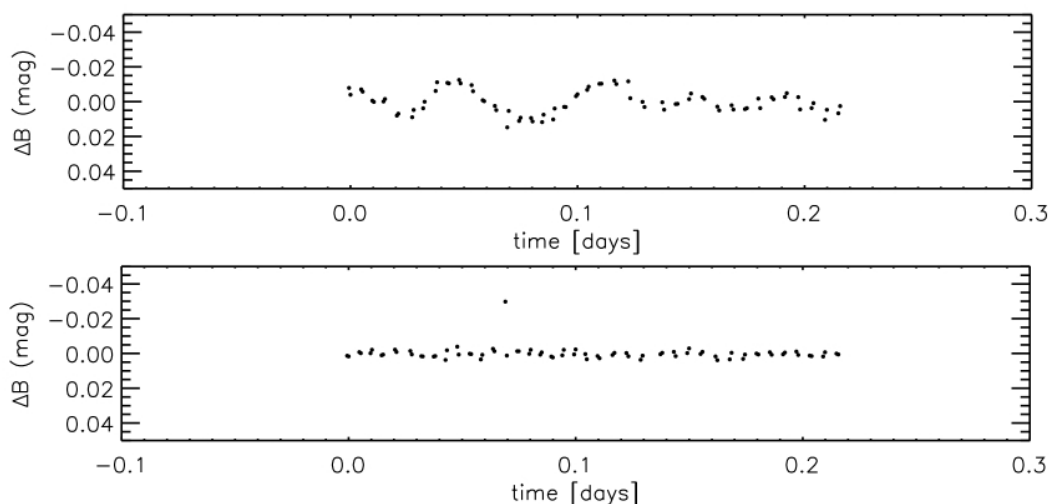
Figur 7.2: Identifikationsplots. (Øverst) ΔB som funktion af billednummer for en variabel stjerne. (plot nr. 2) ΔB som funktion af billednummer for en af de konstante referencestjerner (PSF stjerne). (plot nr. 3) ΔB som funktion af tiden for den variable stjerne, hvor en nats observationer er vist. (Nederst) Det samme som ved plot nr. 3, bare for den konstante PSF stjerne.

På Figur 7.2 ses et tilsvarende plot, hvor det bare er stjerner fra LS06 dataene, der er vist. Her ses det også tydeligt, at stjernen, hvis relative størrelsesklasse er plottet som funktion af billednummer på det øverste plot, er en variabel stjerne. På de nederste 2 plots er observationerne for en enkelt nat vist, hvor vi også her ser tydelige periodiske signaler for den variable stjerne.

Ved gennemgangen af dataene fra NOT, hvor der blev foretaget mange reduktioner hver for sig, kikkede jeg hver enkelt reduktion igennem for variable stjerner. Dermed kunne jeg nøjes med at kikke på de relative størrelsesklasser for stjernerne

7.1. Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 1817

som funktion af tiden. På Figur 7.3 ses disse plots, hvor lyskurven for en variabel stjerne (øverst) vises sammen med den tilsvarende lyskurve for en konstant stjerne. Disse lyskurver er fra en enkelt nats observationer i et af de 12 områder observeret med NOT. Helt tilsvarende plots blev dannet for de andre felter og for hver nat.

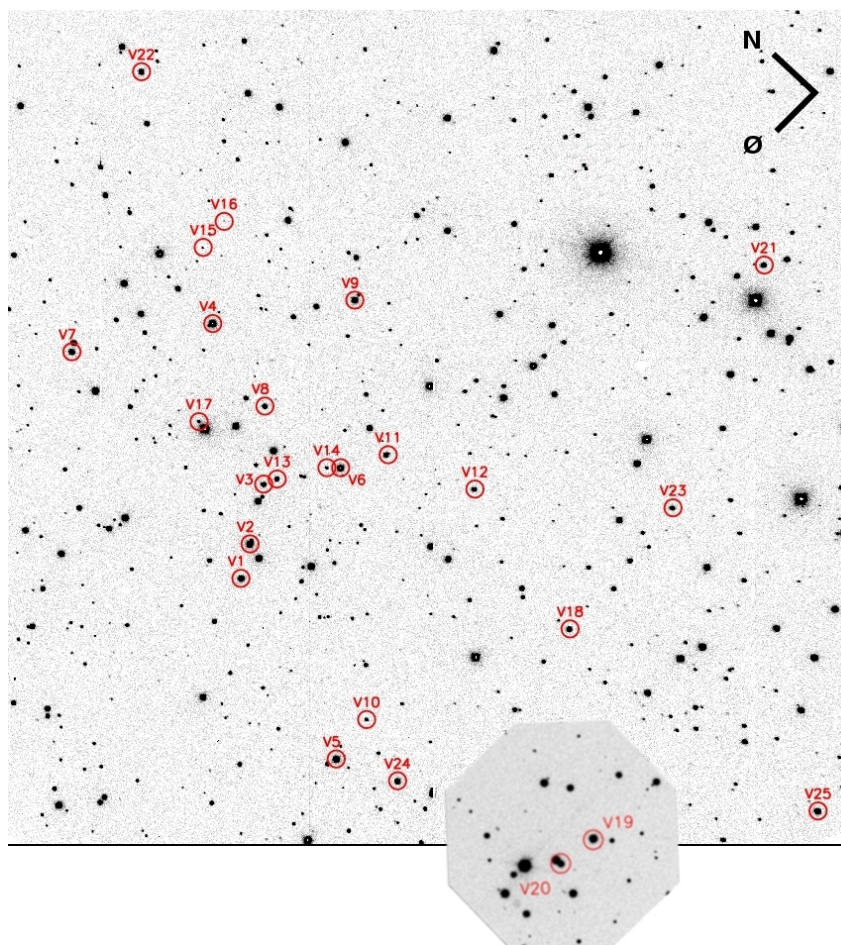


Figur 7.3: Identifikationsplots. (Øverst) ΔB som funktion af tiden for en variabel stjerne i NOT dataene. (Nederst) ΔB som funktion af tiden for en konstant stjerne i NOT dataene.

Ved første gennemgang af stjernerne fandt jeg omkring 100 interessante stjerner, som til sidste endte med at blive til under 25. Efter min behandling af denne store mængde data af NGC 1817 er antallet af variable stjerner i feltet omkring NGC 1817 kommet op på 25. For nogle af de i forvejen kendte variable stjerner, så jeg ikke umiddelbart nogen variabilitet.

På Figur 7.4 ses søgekortet for de variable stjerner i NGC 1817. Disse er markeret med en cirkel med centrum i stjernen og angivet med deres respektive variabelnavn (ID). Grunden til, at det 8 kantede indsatte billede er med, er, fordi V20 kun var at finde i dataene fra NOT. Det indsatte billede er altså en del af et billede fra NOT, som er roteret og skaleret så det passer med det fra La Silla. Søgekortet er et af de observerede billeder fra La Silla 2005, hvor feltet er $13.7' \times 13.7'$. Billedet er i inverteret gråskala, så stjerner fremstår som sorte prikker/pletter, og himmelbaggrunden er lys.

I Tabel 7.1 ses de basale parametre for de variable stjerner i NGC 1817. Værdierne for B og B-V er standardværdier bestemt ud fra en transformation, som vil blive nærmere beskrevet i næste kapitel. For V20 kunne denne transformation ikke



Figur 7.4: Søgekort for de variable stjerner i NGC 1817. Feltet på $13.7' \times 13.7'$ er fra La Silla 2005 observationerne og det indsatte er en del af et af felterne fra NOT 2007. De kendte variable stjerner er markeret.

foretages direkte, så derfor er værdierne for B og B-V angivet som usikre.

7.2 Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 2243

For denne hob blev 10 stjerner med nogenlunde konstant lysstyrke valgt ud til at kombinere de forskellige datasæt, så alle stjerner blot skulle tjekkes én gang. De 10 stjerner blev valgt, så de lå i alle datasættene. Ud fra disse stjerner blev en

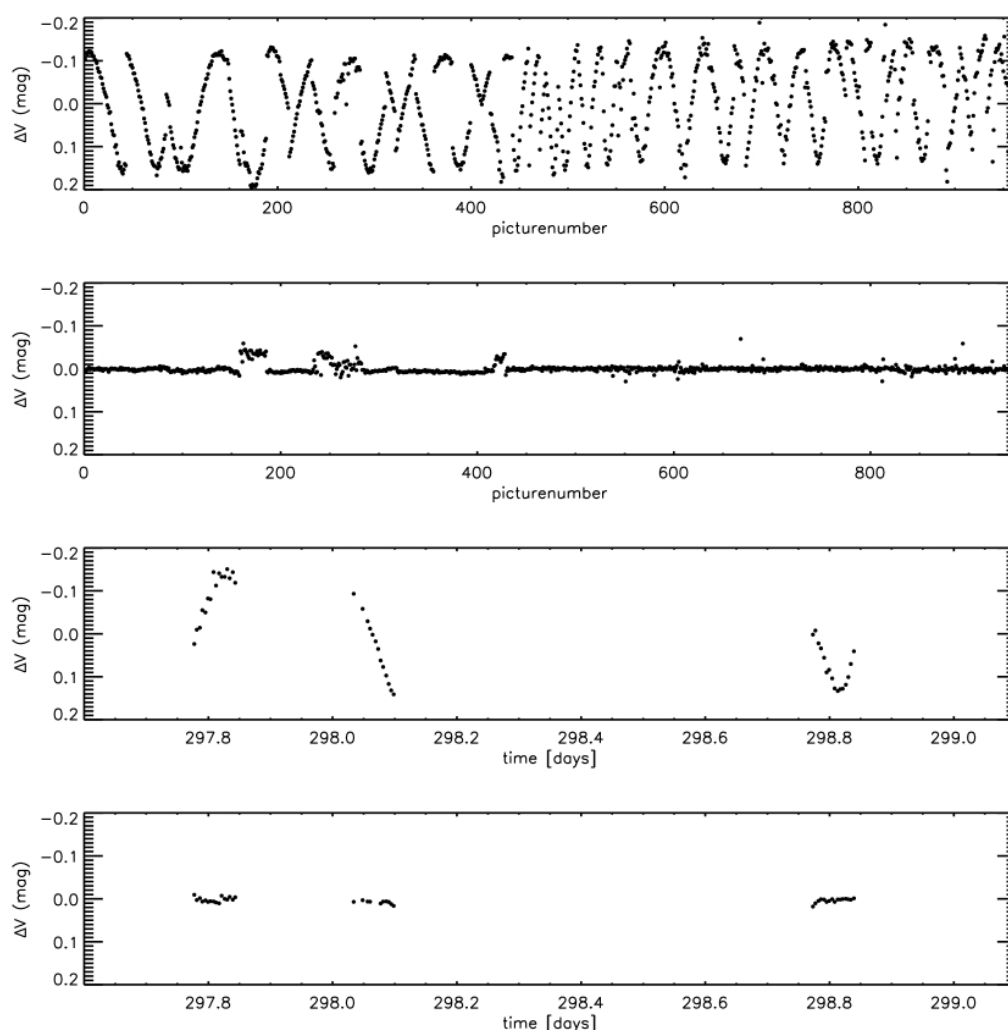
7.2. Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 2243

Tabel 7.1: Basale værdier for de kendte variable stjerner i NGC 1817

ID	WIYN-ID	R.A. (2000.0)	Decl. (2000.0)	B	B-V	Klasse
V1	549	5 12 42.8	16 41 43	13.50	0.36	δ -Scuti
V2	641	5 12 40.8	16 42 00	12.85	0.41	δ -Scuti
V3	788	5 12 37.4	16 42 31	14.35	0.45	δ -Scuti
V4	985	5 12 32.2	16 44 52	12.58	0.41	δ -Scuti / Binary
V5	386	5 12 46.8	16 38 40	12.86	0.42	δ -Scuti
V6	963	5 12 33.0	16 41 50	12.90	0.44	δ -Scuti
V7	650	5 12 40.1	16 46 07	13.71	0.39	δ -Scuti
V8	939	5 12 33.7	16 43 22	14.34	0.47	δ -Scuti
V9	1331	5 12 24.6	16 43 32	13.18	0.49	δ -Scuti
V10	534	5 12 43.6	16 38 46	16.28	0.46	δ -Scuti
V11	1090	5 12 30.3	16 41 28	14.28	0.44	δ -Scuti
V12	1203	5 12 27.8	16 40 07	14.64	0.50	δ -Scuti
V13	823	5 12 36.5	16 42 25	14.68	0.49	...
V14	943	5 12 33.7	16 42 00	16.40	0.87	...
V15	1116	5 12 29.1	16 45 49	18.23	1.00	...
V16	-	5 12 26.9	16 45 52	18.91	1.13	Binary
V17	773	5 12 37.4	16 43 56	16.63	0.72	δ -Scuti
V18	1128	5 12 29.9	16 37 30	14.17	0.47	Binary
V19	-	5 12 38.4	16 34 54	13.28	0.33	δ -Scuti
V20	-	5 12 41.2	16 34 58	~ 14.24	~ 0.57	δ -Scuti
V21	-	5 12 04.0	16 39 21	14.37	0.42	δ -Scuti
V22	-	5 12 23.8	16 48 27	13.97	0.47	δ -Scuti
V23	-	5 12 19.5	16 37 41	14.64	0.46	γ -Dor
V24	476	5 12 45.0	16 37 44	13.41	0.80	...
V25	-	5 12 26.9	16 32 42	13.28	0.67	...

ID for de første 18 stjerner er dem givet i [5] og WIYN-ID er stjernenummeret fra WIYN kataloget. Rektascensionen er givet i timer, minutter og sekunder og deklinationen er givet i grader, bueminutter og buesekunder.

transformation i relativ størrelsesklasse foretaget, sådan at man kunne kombinere datasættene til at danne én lang tidsserie for hver stjerne, hvor den observerede (relative) størrelsesklasse var korrekt i forhold til hinanden mellem de forskellige observationer. Dette blev gjort, da jeg vidste, at der i denne hob var en del formørkelsesvariable stjerner. Man kunne jo forestille sig, at hvis jeg midlede, som jeg gjorde med dataene for NGC 1817, ville en nat, hvor en eklipse blev observeret, blive midlet forkert i forhold til resten af datapunkterne. På Figur 7.5 ses identifikationsplottene for en variabel stjerne og en konstant stjerne i dataene for NGC 2243. På det øverste plot ser man tydeligt, at denne stjerne er variabel i forhold til den konstante stjerne, der er vist på plot nr. 2. For den konstante stjerne ser man dog nogle datapunkter, som ikke ligger omkring 0. Disse datapunkter er måske observeret en nat med skyer, eller tidligt på aftenen eller sent på natten, hvor sollys begynder at påvirke målingene. Der er også nogle datapunkter, der fluktuerer meget omkring 0 ca. ved billednummer 250. Disse fluktuationer kan skyldes, at

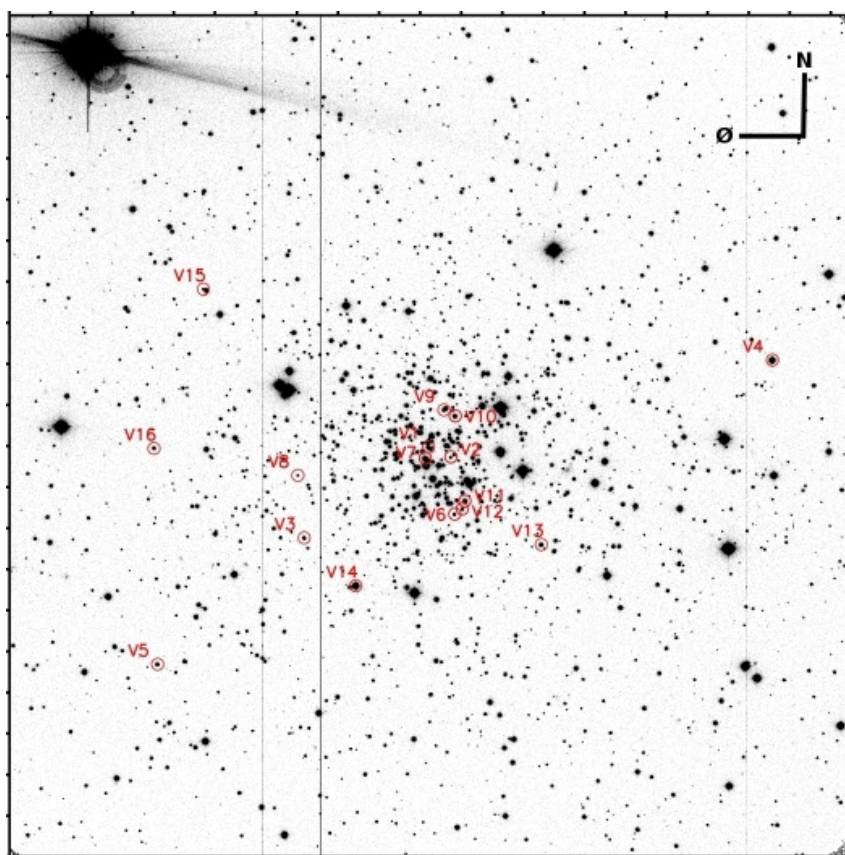


Figur 7.5: Identifikationsplots. (Øverst) ΔV som funktion af billednummer for en variabel stjerne i NGC 2243. (plot nr. 2) Det samme plot som på det øverste, bare med en konstant stjerne. (plot nr. 3) Dele af lyskurven for den variable stjerne. (Nederst) Dele af lyskurven for den konstante stjerne.

seeingen denne dag har været dårlig.

På søgekortet (Figur 7.6) er alle de identificerede variable stjerner markeret. Billedet er et af de observerede billeder fra La Silla 2003. Skalaen er inverteret så stjerner fremstår som sorte. Antager vi, at NGC 1817 og NGC 2243 har samme

7.2. Identificering og detektion af variable stjerner i NGC 2243



Figur 7.6: Søgekort for variable stjerner i NGC 2243. Feltet på 13.7'x13.7' er fra La Silla 2003 observationerne. Alle de kendte variable stjerner er markeret.

absolutte udstrækning, kan vi umiddelbart se, at NGC 2243 er noget længere væk end NGC 1817, da hoben tydeligvis fylder mindre på CCD billederne for NGC 2243. Dette er godt, når man skal lede efter mange variable stjerner i hoben, da der for en åben stjerneboble ikke er nogen tydelig synlig grænse for stjernerne i hoben. Til gengæld forringes præcisionen af MOMF, da stjernerne i midten af hoben begynder at ligge meget tæt og i nogle tilfælde at overlappe.

I Tabel 7.2 ses nogle af de basale parametre for de identificerede variable stjerner i NGC 2243. Værdierne for rektascensionen og deklinationen for de første 14 stjerner er dem givet i [40]. For V15 og V16 er positionen bestemt manuelt ved brug af ESO Online Digitized Sky Survey*. For yderlig information om de første 14 af de

*<http://archive.eso.org/dss/dss>

variable stjerner henvises der til [40], hvor blandt andet værdier for størrelsesklasser også er angivet. Den sidste kolonne i tabellen er mit bud på, hvilken slags variabel stjerne de forskellige tilhører. For dem, der ikke står noget ved, så jeg ingen variabilitet i lyskurven, og kan derfor ikke udtale mig om klassen for disse stjerner.

Tabel 7.2: Basale værdier for de kendte variable stjerner i NGC 2243

ID	R.A. (2000.0)	Decl. (2000.0)	Klasse
V1	6 29 35.49	-31 16 53.6	EB
V2	6 29 33.81	-31 17 03.4	CB
V3	6 29 44.92	-31 18 19.4	CB
V4	6 29 09.59	-31 15 34.0	EB
V5	6 29 56.07	-31 20 19.1	...
V6	6 29 33.58	-31 17 58.4	RRab
V7	6 29 35.74	-31 17 04.3	EB
V8	6 29 45.33	-31 17 19.2	...
V9	6 29 34.30	-31 16 18.1	...
V10	6 29 33.44	-31 16 24.1	CB
V11	6 29 32.79	-31 17 46.1	...
V12	6 29 33.01	-31 17 53.6	CB
V13	6 29 27.11	-31 18 28.8	...
V14	6 29 41.09	-31 19 06.2	?
V15	6 29 ~52	-31 14 ~17	EB
V16	6 29 ~56	-31 16 ~47	γ Dor?

ID for de første 14 stjerner er dem givet i [40]. Rektascensionen er givet i timer, minutter og sekunder og deklinationen er givet i grader, bueminutter og buesekunder. I sidste kolonne står EB for *Eclipsing Binary*, CB for *Contact Binary*, RRab for *RRab Lyrae* og γ Dor for *γ Doradus*. Spørgsmålstegnene viser at klassen for disse stjerner er svær at afgøre.

Kapitel 8

Analyse af de variable stjerner

Analysen af de detekterede variable stjerner foregik ved at se på tidsserierne ved hjælp af et egnet program, Period04 [49], for at finde periodiske signaler og ved at se på *farve-lysstyrke diagrammet* dannet ud fra LS05 dataene for NGC 1817 og ud fra LS06 dataene for NGC 2243. Farve-lysstyrke diagrammet blev benyttet til at give et bud på, om en given stjerne er medlem af hoben, og for NGC 1817's tilfælde om teorien for placeringen af δ Scuti og γ Doradus stjerner passer med observationerne.

8.1 NGC 1817

NGC 1817 er en åben stjernehop med mange variable stjerner, hvor det i dag er muligt at måle variabiliteten her fra Jorden. Kombinationen af pulserende og ikke pulserende variable stjerner gør denne hob til et meget interessant asteroseismisk mål. At denne hob har en forholdsvis stor tilsyneladende udstrækning på himlen set gennem et forholdsvis lille teleskop som f.eks. det danske 1.54m teleskop gør også denne hob til en oplagt kandidat for udførlige fremtidige observationer. Sådanne observationer kunne være en "multi-site campaign", hvor en række teleskoper, fordelt strategisk rundt på Jorden, vil kunne observere stjernerne i hoben uafbrudt i så lang tid, som det er nødvendigt for at opnå den ønskede information omkring de variable stjerner.

8.1.1 Farve-lysstyrke diagrammet for NGC 1817

Ved observationerne i 2005 fra La Silla blev der taget data med både et Bessel B og et Bessel V filter. Ved at kombinere disse data, kan man danne et farve-lysstyrke diagram (CMD). Dertil blev WIYN kataloget (Wisconsin, Indiana, Yale and NOAO,

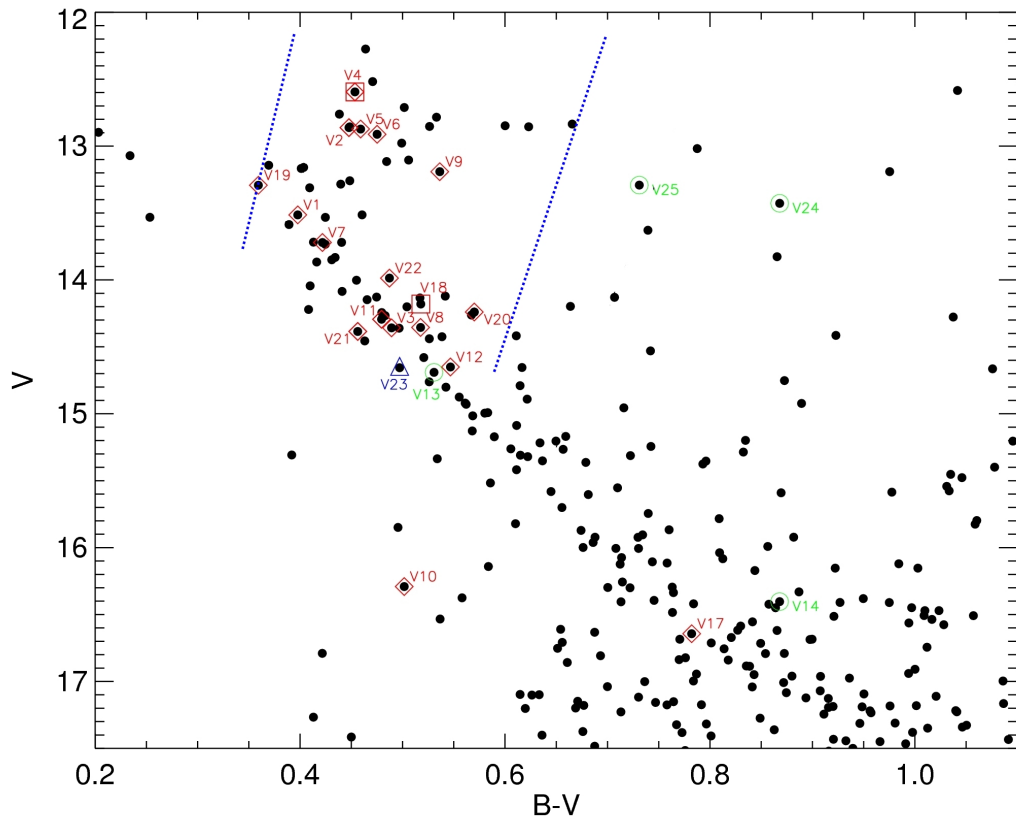
Open Cluster Study catalog) anvendt. I dette katalog, med standard CCD fotometri af stjerner i åbne stjernehober, blev 31 stjerner, som blev identificeret i både WIYN og i LS05 dataene, brugt til at finde en transformation fra de målte relative størrelsesklasser (instrumentelle) til standard størrelsesklasserne. De 31 stjerner der blev brugt til at bestemme transformationen blev nøje udvalgt. Først blev stjernerne i de to felter parret ud fra deres α og δ værdier. Dernæst blev kun de stjerner, der havde en standardafvigelse på under 3 mmag fra middelværdien af den instrumentelle størrelsesklasse benyttet. Derudover valgte jeg, at stjernerne ikke måtte være mere farvede end $(B - V)_{WIYN} = 0.8$, da de stjerner, jeg var interesseret i, ikke ville have en farve over denne værdi. Hvis jeg havde benyttet stjerner med en farve på mere end 0.8, ville subkæmper, røde kæmpestjerner og stjerner, der ikke er hobmedlemmer kunne bidrage til transformationen, hvilket jeg ikke ønskede. Det sidste kriterium i udvælgelsen var, at stjernerne skulle være klarere end en standard størrelsesklasse på 16. Fra plot af farveafhængigheden for stjernerne, viste det sig, at en offset-transformation var tilstrækkelig (se Bilag B). Transformationerne fra de observerede størrelsesklasser til standard størrelsesklasserne for de to filtre er givet ved:

$$B_{Std} - B_{Instr} = 13.942 \pm 0.003 \quad (8.1)$$

$$V_{Std} - V_{Instr} = 14.549 \pm 0.002 \quad (8.2)$$

I transformationerne ovenfor er henholdsvis B_{Instr} og V_{Instr} de relative instrumentelle B og V størrelsesklasser fra MOMF. Usikkerheden på de to offsets er givet som standardafvigelsen på middelværdierne, som er vist på Figur B.1 og Figur B.2.

På Figur 8.1 ses CMD'et for NGC 1817. δ Scuti instabilitetsstriben for hoben er indtegnet med stiplede linjer. Til indtegnelsen af instabilitetsstriben blev farve-excess ($E(B - V) = 0.27$) og afstandsmodulet ($V - M_V = 10.9 + 3.1 \cdot E(B - V)$) fra Tabel 4.3 benyttet, sammen med instabilitetsstriben fra [65]. Det anvendte diagram kan ses på Figur C.2. Alle de detekterede variable stjerner (mine samt tidligere detekterede [5]) er markeret med de respektive variabelnavne. Det ses, at "turn-off" for hoben, ligger inde i instabilitetsstriben, og at den ligger tæt på den blå kant. Desuden ses det, at langt størstedelen af de detekterede variable ligger inde i striben, hvilket er en god indikation af, at stjernerne er medlemmer af hoben. De fundne variable stjerner, der ligger uden for striben, er formentlig ikke stjerner, der tilhører NGC 1817. δ Scuti stjernerne er markeret med en $\diamond$, mens γ Doradus stjerner er symboliseret med en $\triangle$. De formørkelsesvariable stjerner er angivet med en $\square$ og de stjerner, der ikke kan identificeres til en bestemt type af variable stjerner, eller stjerner, der muligvis ikke er medlemmer af hoben, er angivet med en $\bigcirc$.



Figur 8.1: CMD for stjerner i feltet fra observationerne af NGC 1817, La Silla 2005. Den indtegnede instabilitetsstribe er fra [65].

På figuren kan hovedserien ses strække sig fra nedre højre hjørne op mod øvre venstre hjørne. Bredden af hovedserien skyldes bl.a. dobbeltstjerner, for- og baggrundsstjerner (feltstjerner) og unøjagtigheder i bestemmelsen af stjernernes størrelsesklasse. Stjerner, der ligger inde i instabilitetsstriben og udviser δ Scuti eller γ Doradus variationer, er højst sandsynligt medlemmer af hoben. Dette skyldes, at en baggrundsstjerne, der lyser med samme lysstyrke som dem i hoben, vil være et andet sted i dens livsforløb for at kunne lyse så meget mere. Da den er et andet sted i dens livsforløb, vil den derfor sandsynligvis ikke kunne udvise δ Scuti svingninger, da disse kun ses i et lille afgrænset område i CMD'et. Noget tilsvarende vil gælde for en forgrundsstjerne. Ud fra denne begrundelse vil man kunne give et bud på medlemskabet af de variable stjerner i og omkring NGC 1817 ud fra farve-lysstyrke diagrammet.

V20 lå ikke i LS05 datasættet, som blev benyttet til at danne dette CMD. Derfor

blev to stjerner i den overlappende del valgt ud og sammenlignet i LS05 og NOT dataene. Ud fra denne sammenligning kunne et offset mellem de to observationer bestemmes, som så blev påført V20, for at få en ide om denne stjernes placering i CMD'et. Derfor er standardværdierne i Tabel 7.1 for denne stjerne angivet som usikre.

8.1.2 Frekvensanalyse

For de pulserende variable stjerner i NGC 1817 blev analysen af tidsserierne foretaget med programmet Period04 [49]. Med dette program, hvor Fourier analyse benyttes, kan tidsserierne fittes med simple sinussvingninger. Jeg har analyseret alle de pulserende variable stjerner i NGC 1817 med dette program og i Tabel 8.1.2 er frekvensløsningerne for de stjerner, hvor jeg kunne finde en overbevisende løsning, skrevet op. Et kriterium for, at en svingningsfrekvens blev taget med, var, at signal-støj forholdet (S/N) skulle være over 4 [20][47]. Variationer med lange perioder som tydeligvis ikke skyldes mekanismer inde i stjernen selv, blev fjernet forud for analysen. Dette kan betragtes som en *high pass* filtrering, hvor signaler med en lavere frekvens end en given *cutoff* frekvens bliver fjernet fra tidsserien. På grund af måden, jeg sammensatte tidsserierne fra de forskellige reduktioner på, vil en lille unøjagtighed i midlingen kunne give et langperiodisk signal i analysen, så blandt andet derfor blev der set bort fra disse signaler. For de variable stjerner, der er angivet som γ Dor stjerner i Tabel 8.1.2, har tidsserien, som frekvensanalysen er foretaget på, været reduceret på én gang, så en forkert midling er ikke til stede der. Derfor er de signifikante langperiodiske svingninger listet som værende svingninger, der skyldes mekanismer inde i stjernen selv. Frekvensanalysen skal ikke ses som en eksakt løsning, som indeholder de korrekte frekvenser, der er til stede i stjernen. Pga. vinduesfunktionen vil sidebånd nemt kunne give de største signaler i amplitudespektret, hvilket vil føre til en forkert løsning for de reelle frekvenser. Frekvensløsningen skal mere betragtes som et bud på i hvilke områder frekvenserne, der er til stede i de respektive stjerner, ligger.

S/N forholdet for hver frekvens i tabellen er bestemt, efter at alle de listede signaler er blevet trukket fra dataene. Dermed bidrager signalerne ikke til støjniveauet, hvilket ellers ville give en for høj værdi for støjen.

Frekvensløsningerne er blevet bestemt ud fra de bedst egnede datasæt, som jeg vurderede ud fra resultaterne af brugen af Period04. De to bedst egnede datasæt var LS06 (La Silla 2006) og NOT dataene, hvor frekvenserne i tabellen er fra det datasæt, som har givet mig det største S/N for den mest signifikante svingning.

På de følgende lyskurver er dele af den anvendte tidsserie samt frekvensløsningen

Tabel 8.1.2: Frekvensløsninger for de variable stjerner jeg har fundet i NGC 1817.

ID	f_1	$(S/N)_1$	f_2	$(S/N)_2$	f_3	$(S/N)_3$	f_4	$(S/N)_4$	Klasse
V1	16.29	5.37	14.39	4.65	...	...	...	...	δ -Scuti
V2	18.92	4.51	18.28	4.10	...	...	...	...	δ -Scuti
V3	18.49	8.60	19.82	5.58	10.34	5.02	...	...	δ -Scuti
V4	11.31	11.5	12.45	8.75	5.543	6.96	4.478	5.35	δ -Scuti
V5	14.92	10.1	...	...	...	...	...	...	δ -Scuti
V7	13.60	6.90	8.466	6.05	...	...	...	...	δ -Scuti
V8	24.51	5.47	...	...	...	...	...	...	δ -Scuti
V10	13.77	18.3	13.12	12.1	3.957	4.83	6.960	4.24	δ -Scuti
V12	1.359	17.53	4.630	11.3	2.516	10.6	5.716	4.57	δ -Scuti
V14	0.9723	26.8	1.128	22.5	0.1672	13.7	...	...	...
V17	5.536	11.8	...	...	...	...	...	...	...
V19	10.89	25.7	11.73	21.7	14.83	4.57	...	...	δ -Scuti
V20	24.05	5.21	...	...	...	...	...	...	δ -Scuti
V22	14.17	10.5	...	...	...	...	...	...	δ -Scuti
V23	3.606	27.0	1.759	20.9	3.651	19.4	3.844	7.94	γ -Dor
V24	0.3073	20.1	0.1429	13.9	1.427	8.33	3.492	4.61	...
V25	0.3536	10.8	0.6918	10.2	...	...	...	...	...

Frekvenserne er givet i cycles pr. day og S/N er givet til hver frekvens.

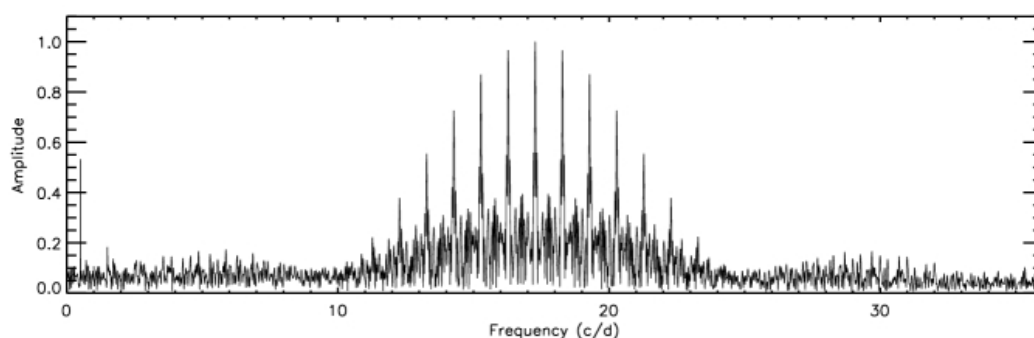
vist. Ud fra tidsangivelsen på x-aksen kan man se hvilket datasæt, der er blevet benyttet til frekvensanalysen. $HJD - 2453762$ knyttes til LS06 og $HJD - 2454114$ knyttes til NOT. I LS06 dataene var der op til 12 nætters observationer for hver stjerne, hvorimod der i NOT dataene kun var maksimalt 3 nætters observationer af hver stjerne. Derimod var alle nætterne i LS06 dataene ikke sammenhængende, og der var færre data pr. nat, så vinduesfunktionen i dette tilfælde er markant værre end tilfældet er med NOT dataene. På Figur 8.2 ses vinduesfunktionen for LS06 dataene. Det er tydeligt, at der her er mange sidebånd til den reelle frekvens på grund af de store huller i tidsserien. Dette gør frekvensanalysen meget besværlig, specielt for tætliggende frekvenser.

På Figur 8.3 ses vinduesfunktionen for NOT dataene. Her ses det, at der kun er 4 markante sidebånd, men til gengæld er støjen betydeligt højere på grund af de færre datapunkter.

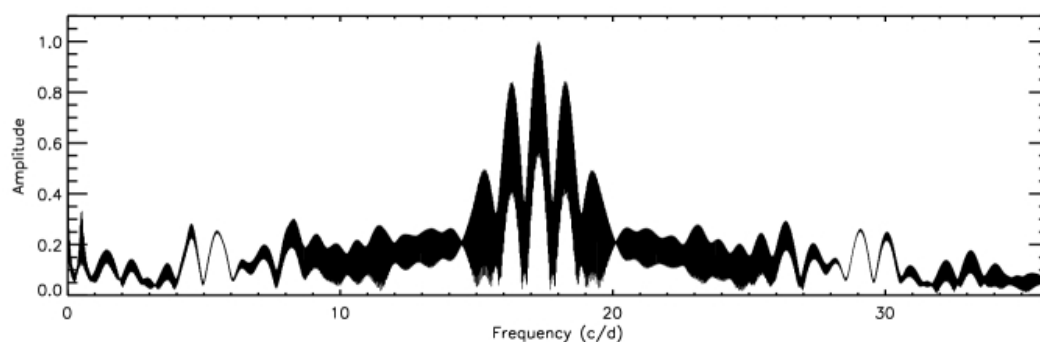
8.1.3 De variable stjerner

Herunder beskrives hver enkelt variabel stjerne i den åbne stjernebob NGC 1817 og lyskurver for de variable stjerner, der er listet i Tabel 8.1.2 vises. På figurerne med lyskurverne er løsninger for de respektive stjerner også plottet med værdierne fra Tabel 8.1.2. De første 18 stjerner, er dem der er navngivet og beskrevet

8.1. NGC 1817



Figur 8.2: Vinduesfunktionen fra observationerne ved d154 La Silla 2006.



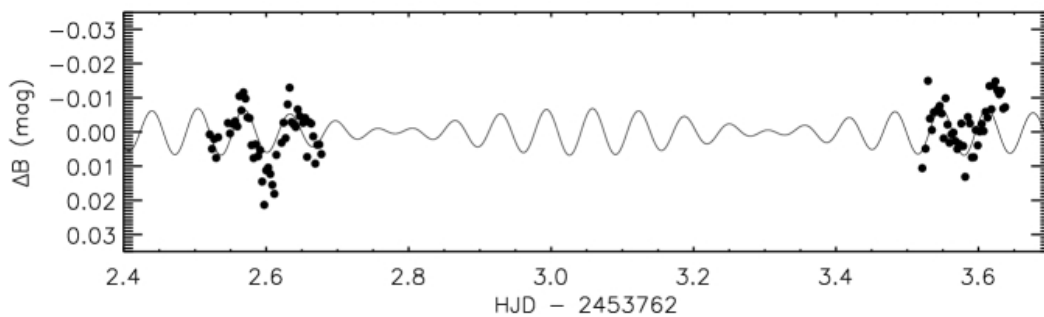
Figur 8.3: Vinduesfunktionen fra observationerne ved NOT 2007.

i [5] og til nogle af stjernerne, hvor jeg ikke ser nogen signifikant variabilitet, vil der kun være en kort kommentar.

Ved optælling af antallet af δ Scuti stjerner i instabilitetsstriben på Figur 8.1 i forhold til alle stjerner i denne stribe får jeg, at det er ca. 21%, der er variable. Jeg talte 66 stjerner i dette område, og 14 af dem er sikre δ Scuti stjerner. Værdien på de 21% er noget mindre end i [5], hvor de fandt en værdi på 30%. De så kun på verificerede hobmedlemmer, da de havde "egenbevægelse" værdier til rådighed for de observerede stjerner. Det skal dog siges, at de havde bestemt instabilitetsstriben forkert, hvilket kan ses på Figur C.1, hvor deres bud på instabilitetsstriben samt den jeg har bestemt ud fra [12] er indtegnet. Figuren er fra [5], hvorpå jeg har indtegnet mit bud på Bregers instabilitetsstribe [12].

8.1.3.1 NGC 1817 - V1

V1 er en multiperiodisk δ Scuti stjerne med to signifikante frekvenser (jf. Tabel 8.1.2). Denne stjerne lå ikke i et af NOT felterne, så analysen er udelukkende baseret på data fra La Silla 2006. På Figur 8.4 ses tydeligt, at stjernen pulserer med amplituder på op omkring 10 mmag. Amplituderne for enkelte oscillationer er dog kun på omkring halvdelen, altså ca. 5 mmag, men pga. interferens forstærkes amplituderne nogen steder og svækkes andre steder. Fra CMD'et ses det, at V1 ligger nær den blå kant af instabilitetsstriben og meget tæt på "turn-off" punktet. Alene ud fra betragtning af CMD'et ser det ud til, at V1 er medlem af NGC 1817.



Figur 8.4: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V1. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

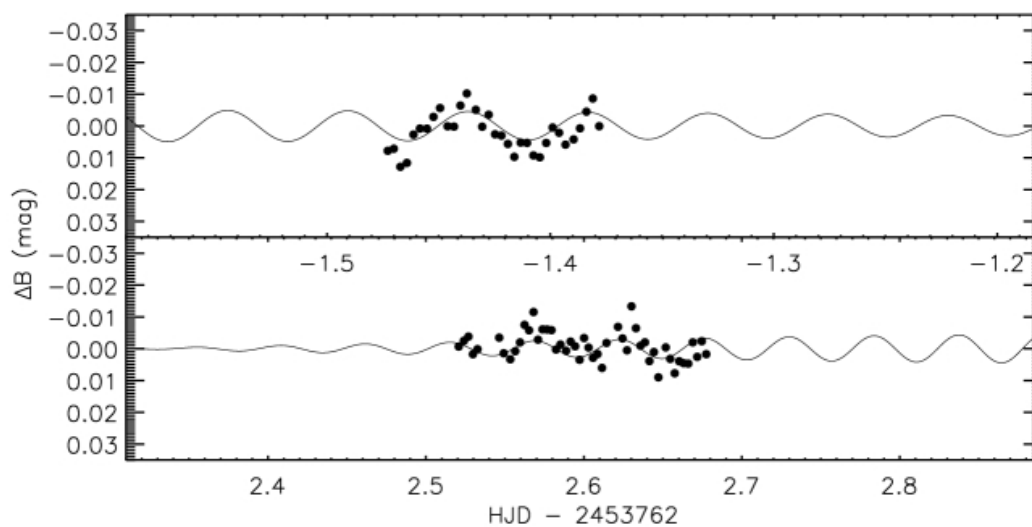
8.1.3.2 NGC 1817 - V2

V2 kunne i princippet være en lidt mere udviklet version af V1, f.eks. hvis V2 var lidt tungere end V1. Denne stjerne er en multiperiodisk δ Scuti stjerne, som har to signifikante frekvenser, og den lå også kun i området observeret fra La Silla, så analysen er baseret på data derfra. På CMD'et ser vi, at V2 også ligger tæt på den blå kant inde i instabilitetsstriben, men i forhold til V1 er denne stjerne mere lysstærk. V2 har også bevæget sig lidt længere væk fra hovedserien og er på vej mod den røde kæmpe gren (RGB).

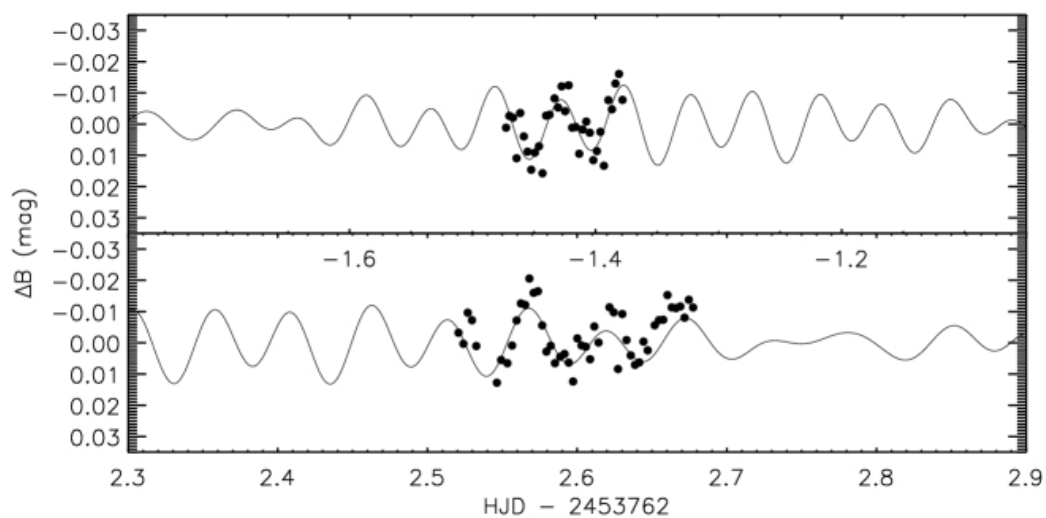
8.1.3.3 NGC 1817 - V3

V3, som også viser sig at være en multiperiodisk δ Scuti stjerne lå også uden for NOT feltet. For denne stjerne kunne 3 signifikante frekvenser bestemmes. V3 ligger stort set midt på hovedserien og inde i instabilitetsstriben, så alt tyder på, at denne stjerne ligesom de to foregående er medlem af hoben.

8.1. NGC 1817



Figur 8.5: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V2. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.



Figur 8.6: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V3. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.4 NGC 1817 - V4

V4 er en af de mest interessante stjerner i NGC 1817. Denne stjerne udviser multiperiodiske variationer, men er tilmed også en formørkelsesvariabel stjerne. Det

vil sige, at minimum en af komponenterne i dette stjernesystem er en δ Scuti stjerne. Derfor er denne af største interesse som et asteroseismisk mål. Desværre har spektroskopiske målinger vist, at denne stjerne roterer meget hurtigt, hvilket besværliggør præcise hastighedsmålinger for komponenterne i systemet. Ved rotation af en stjerne bliver bredden af absorptionslinjer i spektret større. Dette er intuitivt klart, da lys fra den ene side af stjernen vil have en relativ dopplerforskydning i forhold til lys udsendt fra den anden side af stjernen. I spektret vil absorptionslinjerne fra de to stjerner derfor være svære at adskille fra hinanden, og dermed bliver hastighedsbestemmelsen meget usikker.

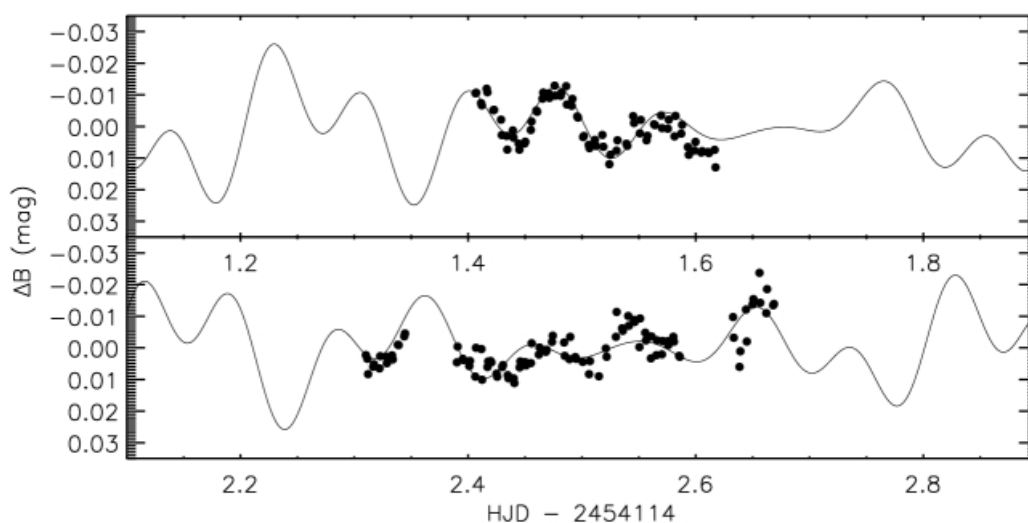
V4, som for alle observationerne af NGC 1817 har været et interessant mål, lå derfor både i La Silla felterne og NOT feltet. I Tabel 8.1.2 er frekvenser bestemt ud fra NOT dataene angivet. Jeg benyttede kun NOT data til denne frekvensbestemmelse da der var omkring et år mellem observationerne fra NOT og LS06. I dette stykke tid kan amplitude og periodeændringer være skyld i, at en kombineret analyse ville give forkerte resultater. Desuden bliver vinduesfunktionen betydeligt forværret med et hul på ca. 1 år i tidsserien. I Tabel 8.1.3.4 har jeg angivet løsninger for begge datasæt hver for sig. En anden grund til, at jeg valgte at bruge NOT dataene til Tabel 8.1.2, var, at S/N forholdet for f_1 er størst her. Inden frekvensanalysen blev foretaget blev signaler, der tydeligvis tilhørte eklipser, fjernet manuelt. Ellers ville Period04 forsøge at fitte disse signaler sammen med δ Scuti svingningerne, hvilket ikke ville være korrekt.

Tabel 8.1.3.4: Frekvensløsninger for NGC 1817 - V4 med data fra LS06 og NOT.

ID	Obs.	f_1	f_2	f_3	f_4	f_5	$(S/N)_1$
V4	LS06	14.10	5.691	9.360	4.123	9.792	10.37
V4	NOT	11.31	12.45	5.543	4.478	...	11.5

Frekvenserne er givet i cykler pr. dag, og S/N er givet for frekvens nr. 1, som har det største S/N forhold.

Som det fremgår af tabellen ovenfor, kan frekvenserne ikke umiddelbart sammenlignes eller identificeres, men de ligger i stort set samme frekvensområde fra 14.10 c/d til 4.123 c/d for LS06 og fra 12.45 c/d til 4.478 c/d for NOT dataene. Dette er et godt tegn, da disse løsninger, som tidligere nævnt, ikke skal betragtes som de eksakte løsninger, men mere som et bud på frekvensområderne.



Figur 8.7: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V4. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

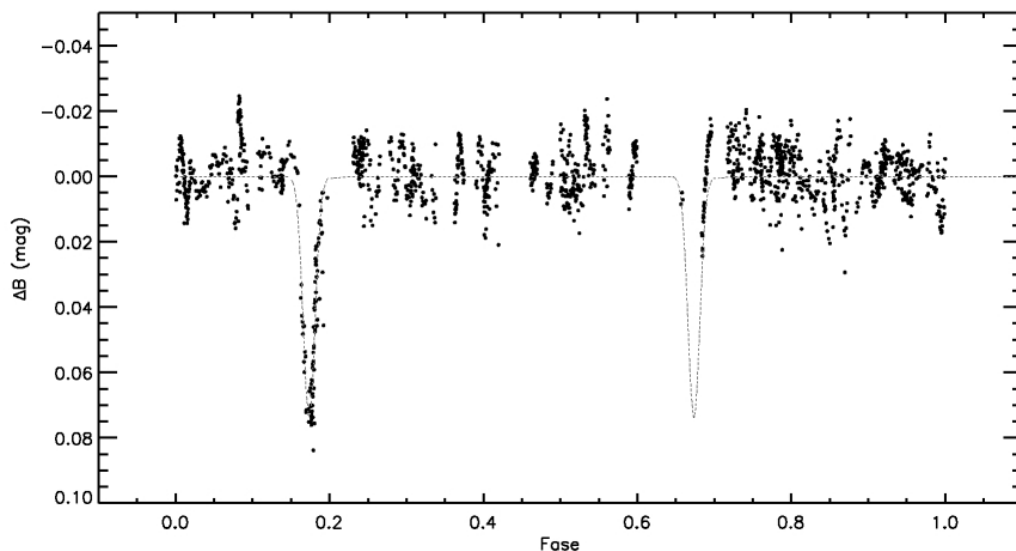
Ud over frekvensanalysen af V4's δ Scuti svingninger forsøgte jeg at bestemme perioden for dobbeltstjernesystemet. Dette gjorde jeg ved, at jeg ud fra den kombinerede tidsserie af alle observationer af denne stjerne, iterativt ændrede perioden i et fasediagram. Til denne del fik jeg en reduceret tidsserie af V4 fra observationer helt tilbage fra december 2002. Disse observationer [5] blev foretaget ved NOT med instrumentet ALFOSC, som minder meget om DFOSC, der er blevet beskrevet i Kapitel 4.

Ved at ændre perioden med tilpas små skridt og afdække et tilpas stort periodeområde ($\sim 1 \text{ dag} \leq P \leq \sim 10 \text{ dage}$) kunne jeg komme med et kvalificeret bud på perioden.

$$P = (4.417 \pm 0.005) \text{ dage} \quad (8.3)$$

Usikkerheden på perioden er vurderet ud fra ændringer i fasediagrammet. På Figur 8.8 ses fasediagrammet for NGC 1817 - V4, hvor jeg har fittet en gaussfunktion til den primære eklipse, som er den til venstre. Det har jeg gjort for at få et præcist midtpunkt, for derefter at lægge en halv periode til dette fit. Det ses som fittet til højre. Her ville man forvente, at det sekundære dyk ville være, hvis stjernernes baner er cirkulære, men pga. dårlig fasedækning er der kun få datapunkter i dette område. De punkter, der er, ser dog ud til at passe godt med mit bud på perioden. Grunden til, at den sekundære eklipse, (hvis det er den vi ser), går noget højere op

end $\Delta B = 0$, skyldes formentlig reduktionen, men kan også skyldes kombinationen med δ Scuti svingningerne. Vi ser også, at dette er tilfældet i mindre grad ved den primære eklipses venstre kant. Jeg har til plottet af gaussfunktionen for den sekundære eklipse antaget, at den primære og den sekundære eklipse har samme dybde, men dette behøver dog langt fra at være tilfældet. Den sekundære eklipse kan i princippet sagtens være så lille, at man ikke ville bemærke den pga. δ Scuti svingningerne. Hvis dette er tilfældet og mit bud på perioden er forkert, vil den sekundære eklipse også kunne påvirke frekvensløsningen, så denne ikke længere er repræsentativ. Jeg har plottet gaussfunktionerne ens blot for at vise, hvor jeg ville forvente, at den sekundære eklipse ville ligge.



Figur 8.8: Fasediagram for NGC 1817 - V4

Søren Frandsen undersøgte nogle få spektre af denne stjerne, som blandt andre jeg havde været med til at tage ved NOT (august 2008). Her benyttede han *broadening functions* til at bestemme de to komponenters radialhastigheder, men pga. den hurtige rotation af hver af stjernerne gav dette ikke klare resultater. Hans undersøgelser viste dog, at en periode på omkring 4-5 dage ville være sandsynlig.

Flere præcise spektrografiske målinger eller flere fotometriske observationer er nødvendige for at kunne sige om mit bud på perioden er korrekt. Til dette kunne det være nyttigt at kende efemeriden for systemet. Ud fra midtpunktet (bestemt

8.1. NGC 1817

med et gaussfit) af den senest observerede eklipse og perioden får vi en efemeride for den primære eklipse til:

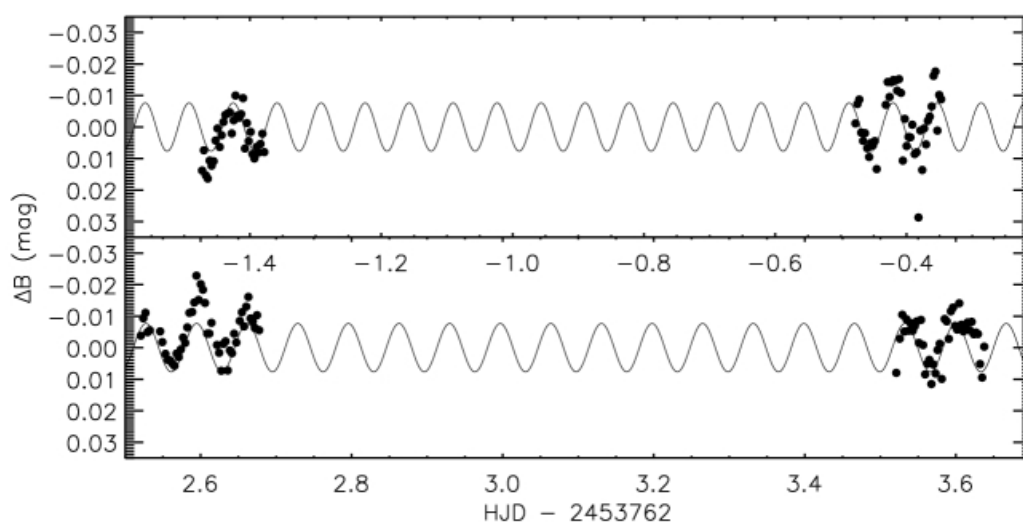
$$Efemeride = 2453561.5664 + 4.417 \cdot E, \quad (8.4)$$

hvor tidspunktet er angivet i HJD.

Som det fremgår af CMD'et er V4 en af de klareste variable stjerner i NGC 1817. Dette skyldes, at det er det samlede lys fra de to komponenter af dobbeltstjernesystemet, der observeres. Dermed adderes deres lys, og stjernen fremstår mere lysstærk end hver af komponenterne egentlig ville være. Derudover er den tung nok til, at være så udviklet som den er. For at kunne bestemme positionen i CMD'et for hver af de to stjerner skal der foretages yderligere observationer, men at den ligger inde i instabilitetsstriben og omkring "turn-off" indikerer at V4 er et hobmedlem.

8.1.3.5 NGC 1817 - V5

V5 er en δ Scuti stjerne, men denne ser umiddelbart kun ud til at have en enkelt svingning anslået. I hvert fald når man kun ser på LS06 data. Den er altså en monoperiodisk variabel stjerne til mit detektionsniveau. På Figur 8.9 ses dele af lyskurven for denne stjerne samt sinussvingningen, der bedst fittede datapunkterne.



Figur 8.9: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V5. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvensen fra Tabel 8.1.2 med LS06 dataene.

Men da denne stjerne også lå i et af felterne for NOT kunne den også analyseres i dette datasæt. Her viste stjernen multiperiodisk opførsel med 4 signifikante svingningsfrekvenser. Disse er listet i Tabel 8.1.3.5.

Tabel 8.1.3.5: Frekvensløsninger for NGC 1817 - V5 med data fra LS06 og NOT.

ID	Obs.	f_1	$(S/N)_1$	f_2	$(S/N)_2$	f_3	$(S/N)_3$	f_4	$(S/N)_4$
V5	LS06	14.92	10.1	...	...	...	...	...	...
V5	NOT	13.96	15.5	10.98	7.24	25.22	5.90	16.84	5.72
V5	alle	14.92	13.1	...	...	...	...	...	...

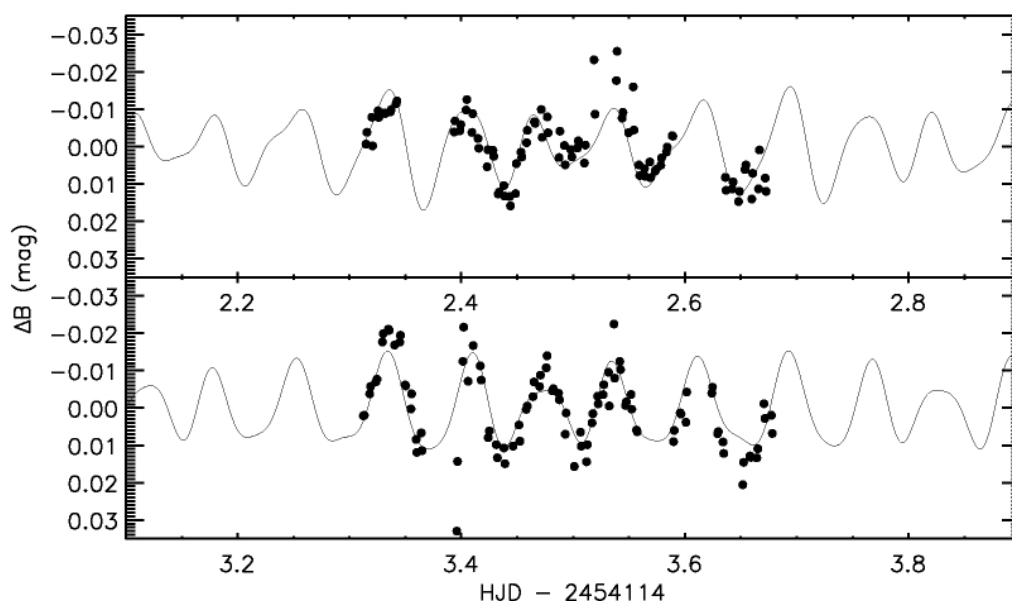
Frekvenserne er givet i cykler pr. dag, og S/N er givet til hver frekvens.

For at forsøge at fastslå om denne stjerne er mono- eller multiperiodisk, analyserede jeg hele tidsserien på en gang. Ved at gøre dette, ville jeg kunne se hvilken af de to løsninger, der så mest rigtig ud, når hele tidsserien blev betragtet. Resultatet af dette ses som den nederste løsning i Tabel 8.1.3.5. Det ses altså, at når hele tidsserien behandles, fås den bedste løsning til at være en enkelt frekvens på 14.92 c/d. Dette tyder på, at for NOT dataene blev en sidebåndsfrekvens bestemt som værende den bedste løsning, hvilket påvirkede bestemmelsen, så yderligere frekvenser gav et S/N forhold over de 4, som var den benyttede signifikansgrænse. At det muligvis er en sidebåndsfrekvens der er blevet bestemt, som den mest signifikante i NOT dataene sandsynliggøres også ved, at det er meget tæt på, at der lige præcis er én c/d mellem f_1 'erne fra LS06 og NOT.

Det tyder altså på, at denne stjerne er en monoperiodisk δ Scuti stjerne, i hvert fald til vores detektionsniveau. På CMD'et ses det, at V5 er en af de klare variable stjerner i hoben. Den ligger inde i instabilitetsstriben, og er en af de variable δ Scuti stjerner, der er mest udviklet i denne hob.

8.1.3.6 NGC 1817 - V6

V6 er tidligere blevet kategoriseret til at være en multiperiodisk δ Scuti stjerne [5], men jeg ser ingen signifikante periodiske signaler for denne stjerne. Dermed ikke sagt, at den ikke er en δ Scuti stjerne. Amplituderne for oscillationerne har bare ikke været store nok til, at jeg kunne se dem i de data, jeg har arbejdet med. I [5] angiver de V6 til at være en "*low-amplitude variable*", som kræver meget



Figur 8.10: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V5. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.3.5 med NOT dataene.

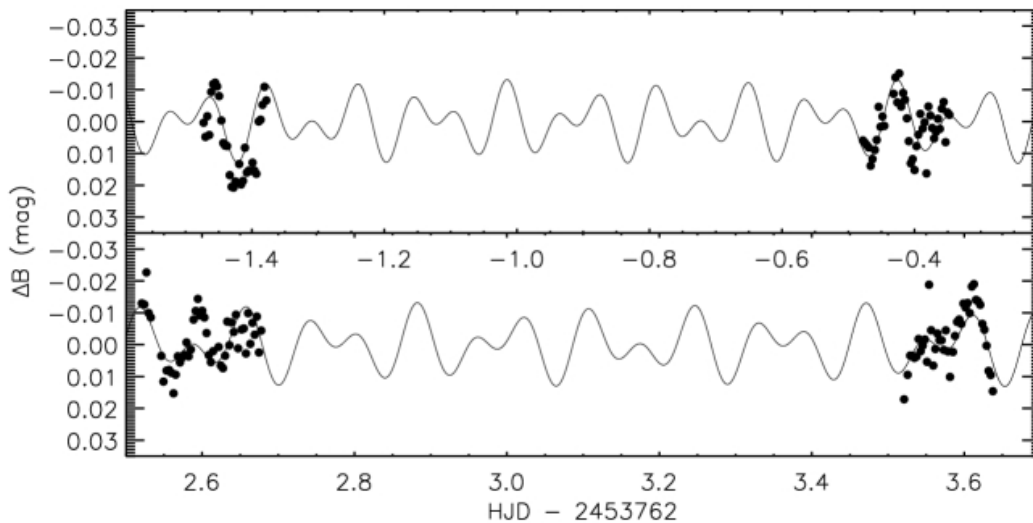
præcis fotometri for at kunne detekteres, og da V6 ikke ligger i et af områderne for NOT, har jeg ikke den fornødne præcision.

Ud fra CMD'et kan jeg dog se, at stjernen ligger meget tæt på V5, inde i instabilitetsriben, så V6 er formentlig medlem af hoben. Dette indikerer, at det er mine data, der ikke er tilstrækkelige frem for, at det er Arentoft et al., der har taget fejl.

8.1.3.7 NGC 1817 - V7

V7 er en δ Scuti stjerne, der udviser multiperiodiske signaler. På Figur 8.11 ses lyskurven dannet ud fra LS06 dataene. Det er også ud fra dette datasæt, at de to frekvenser i Tabel 8.1.2 er blevet bestemt, selvom stjernen også er at finde i NOT feltet. I NOT dataene viste stjernen ligeledes tydelige variationer, men jeg har valgt kun at vise dele af lyskurven fra LS06, da min vigtigste opgave var at verificere frem for at analysere og på figuren nedenfor er det klart, at denne stjerne er variabel. V7 ligger på hovedserien, men meget tæt på "turn-off" punktet. Den er altså lige på nippet til at have opbrugt alt sin hydrogen i kernen, og skal til at fusionere helium i stedet, mens hydrogen vil fortsætte med at blive fusioneret i skaller omkring kernen. Det er når dette sker, at stjernen bevæger sig væk fra

hovedserien og op mod den RGB, hvor stjernens radius vokser kraftigt op. Denne forøgelse af stjernens volumen får de ydre lag til at blive kølet af. Det er derfor denne del af H-R diagrammet kaldes for den røde kæmpe gren (Red Giant Branch), da stjernerne her får et rødt skær pga. deres køligere yderste lag.



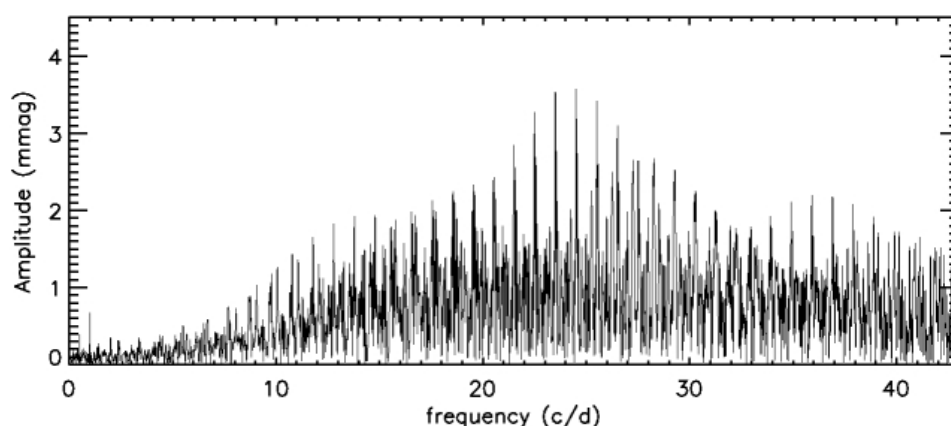
Figur 8.11: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V7. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.8 NGC 1817 - V8

V8 er ligesom V6 benævnt som en "*low-amplitude variable*" i [5], og i mine datasæt ser jeg igen ikke nogen tydelige periodiske signaler, men ved analysen med Period04 var frekvensen angivet i Tabel 8.1.2 signifikant. Analysen er foretaget på LS06 data, men en frekvens på 24.7 var også til stede i dataene fra NOT, men pga. støj var S/N forholdet ikke over signifikansgrænsen på 4.

På Figur 8.12 er amplitudespektret for V8 vist. Der er foretaget en high-pass filtrering (fjernet 10-15 frekvenser) med en cutoff frekvens på 5 c/d, da det uden filtrering var klart, at det først var oppe ved ca. 25 c/d, at der var signaler, der kunne skyldes mekanismer inde i stjernen. På figuren ses det tydeligt, at der er et signal ved 24.51 c/d, som er angivet i frekvenstabellen. Husk på, at vinduesfunktionen ser ud som på Figur 8.2.

I farve-lysstyrke diagrammet ligger V8 tættest på den røde kan af instabilitetsstriben og tæt på hovedserien, så den er formentlig medlem af hoben.



Figur 8.12: Amplitudespektrum for V8 med data fra La Silla 2008

8.1.3.9 NGC 1817 - V9

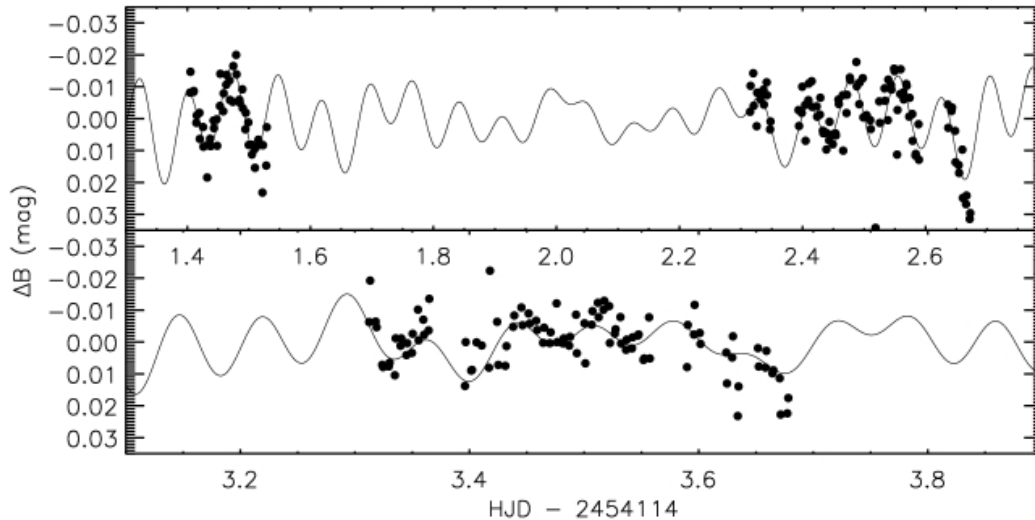
V9 viser i mine datasæt ikke tydelige tegn på variabilitet og selv i amplitudespektret ser jeg ikke overbevisende signaler. Denne stjerne er placeret lidt anderledes i instabilitetsstriben og i forhold til hobens forventede *isokron*. En hobs *isokron* er en teoretisk model for placeringen af stjerner, som har samme alder, men forskellig masse i farve-lysstyrke diagrammet [24]. På Figur D.1 i Bilag D har jeg med løs hånd tegnet et bud på NGC 1817's *isokron*. Vi ser altså, at V9 ligger lidt under denne, men i forhold til spredningen omkring *isokronen* er dette ikke en stor afvigelse, så V9 er formentlig medlem af hoben.

8.1.3.10 NGC 1817 - V10

V10 er en multiperiodisk δ Scuti stjerne, der i lyskurven viser tydelige periodiske signaler. Ved frekvensanalysen af datasættet fra NOT kunne 4 signifikante frekvenser bestemmes. Frekvensløsningen ses sammen med lyskurven fra NOT på Figur 8.13. V10 er til forskel fra de ovennævnte stjerner placeret et godt stykke væk fra hobens *isokron*, hvilket ses på Figur 8.1. Dette tyder på, at V10 ikke er medlem af NGC 1817, hvilket også stemmer overens med tidligere undersøgelser [5]. Denne stjerne er derfor formentlig en stjerne, der "tilfældigvis" ligger i feltet for NGC1817.

Åbne stjernehobe er gravitationelt løst bundne, så små perturbationer vil kunne slynge stjerner ud af systemet. To stjerner, der f.eks. er kommet for tæt på hinanden engang, kan ved vekselvirkning have ændret baneimpulserne for stjernerne, hvilket

kan have sendt dem (eller en af dem) ud af hoben. Dette kan måske være sket for V10, så den rent faktisk godt kan tages i betragtning, som havende samme alder og metalindhold, som de "rigtige" hobmedlemmer. Afstanden kan dog ikke betragtes som værende den samme.



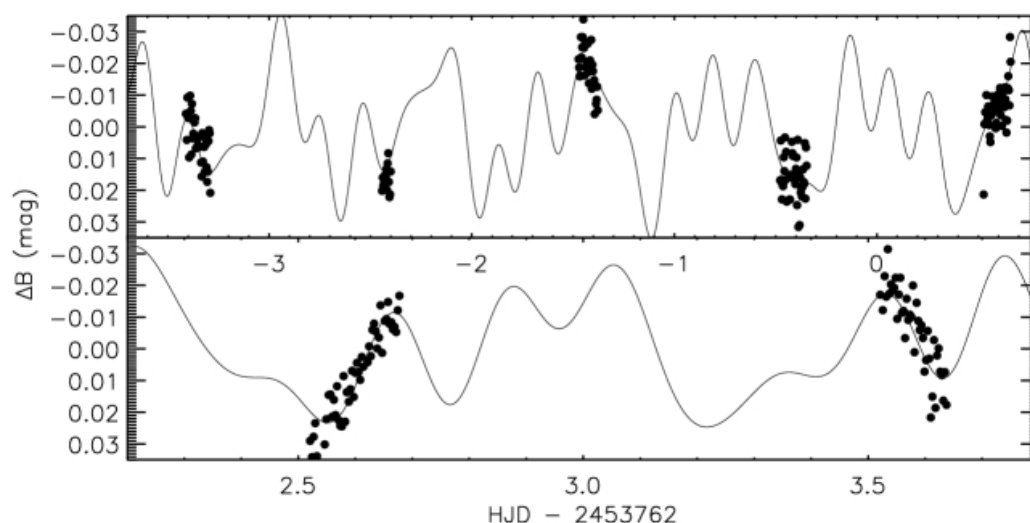
Figur 8.13: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V10. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.11 NGC 1817 - V11

V11 er i [5] angivet som en multiperiodisk δ Scuti stjerne, men jeg ser ingen tydelige tegn på periodisk variabilitet. Denne stjerne lå udenfor det afdækkede område ved observationerne fra NOT. Ud fra CMD'et ser vi dog, at denne stjerne ligger på hovedserien stort set midt i instabilitetsstriben, så muligheden for, at denne stjerne er variabel, er bestemt til stede.

8.1.3.12 NGC 1817 - V12

V12 er i [5] opskrevet som en δ Scuti stjerne, men ud fra mine data, synes jeg mere, at den ligner en γ Doradus stjerne. De signifikante perioder ligger fra ca. 5 c/d og ned til ~ 1 c/d. På Figur 8.14 ses det også tydeligt, at variationerne for denne stjerne er lidt anderledes end for de tydelige δ Scuti stjerner. Denne stjerne er placeret tæt på den røde kant i CMD'et, hvilket også kunne tyde på,



Figur 8.14: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V12. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

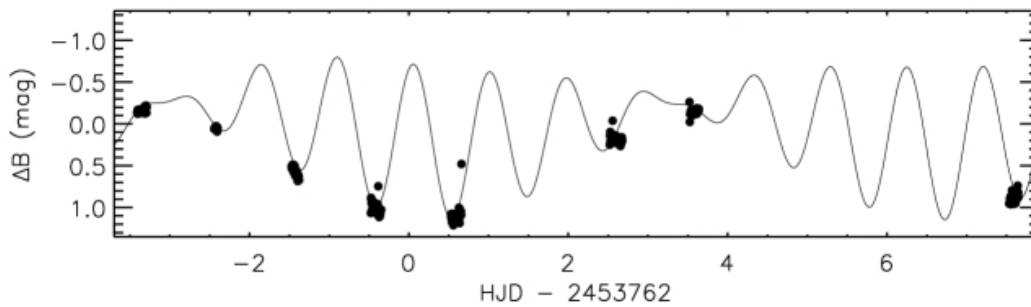
at den kunne være en γ Doradus stjerne. Den ligger på hovedserien, så den er sandsynligvis medlem af hoben.

8.1.3.13 NGC 1817 - V13

V13 er igen en stjerne som kun lå i de to felter observeret fra La Silla. Denne stjerne er i [5] opskrevet som en mulig variabel stjerne. Jeg kan ud fra mine data hverken afskrive eller bekræfte den som værende variabel. I [5] nævner de den som en mulig δ Scuti variabel, men ud fra dens placering i CMD'et og de lave frekvenser de fandt for denne stjerne, vil jeg mene, at den snarere er en mulig γ Doradus stjerne.

8.1.3.14 NGC 1817 - V14

V14 er en variabel stjerne, der udviser langperiodiske variationer. På Figur 8.15 ses noget af lyskurven fra LS06 dataene med en frekvensløsning på de 3 frekvenser fra Tabel 8.1.2 indtegnet. I [5] er denne stjerne også opskrevet som værende en langperiodisk variabel stjerne, men da den i CMD'et ligger langt fra instabilitetsstriben tyder det på, at denne stjerne ikke er medlem af hoben. V14's placering i CMD'et indikerer, at denne stjerne er kold og lyssvag. Dette kunne tyde på, at denne stjerne kunne være en forgrundsstjerne, eller en meget fjern rød kæmpe



Figur 8.15: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V14. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

stjerne.

8.1.3.15 NGC 1817 - V15

V15 er en meget svag stjerne, som derfor i mine reduktioner havde en høj punkt til punkt spredning. Den lå lige på grænsen til, hvad der kunne detekteres af MOMF, og derfor viste lyskurven heller ikke tydelige tegn på periodisk variabilitet. I farve-lysstyrke diagrammet ligger denne stjerne helt uden for området for Figur 8.1, hvilket tyder på, at stjernen ikke er medlem af hoben, men er en feltstjerne.

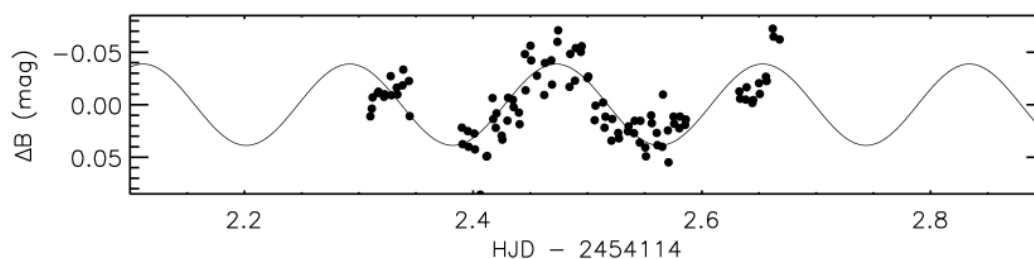
8.1.3.16 NGC 1817 - V16

Ligesom med V15 er V16 en meget svag stjerne, der i hovedparten af mine data slet ikke kunne detekteres. Derfor blev der ikke dannet nogen lyskurve for denne stjerne. Dens placering i CMD'et er ligesom med V15 også helt uden for det plottede område, hvilket tyder på, at stjernen ikke er et hobmedlem. I [5] fandt de denne stjerne til at være en formørkelsesvariabel stjerne, hvor afstanden mellem de to stjerner er så lille, at de stort set altid formørker hinanden lidt, en såkaldt "*contact binary*".

8.1.3.17 NGC 1817 - V17

V17 udviser den ene nat fra NOT tydelige tegn på periodisk variabilitet. Dette ses på Figur 8.16, hvor også frekvensløsningen fra Tabel 8.1.2 er indtegnet. Det ses også fra figuren, at amplituderne for disse svingninger er større end for de hidtidige δ Scuti stjerner. Fra CMD'et ser vi, at denne stjerne ligger et godt stykke fra instabilitetsstriben, hvilket tyder på, at den ikke er medlem af hoben. Den er

8.1. NGC 1817

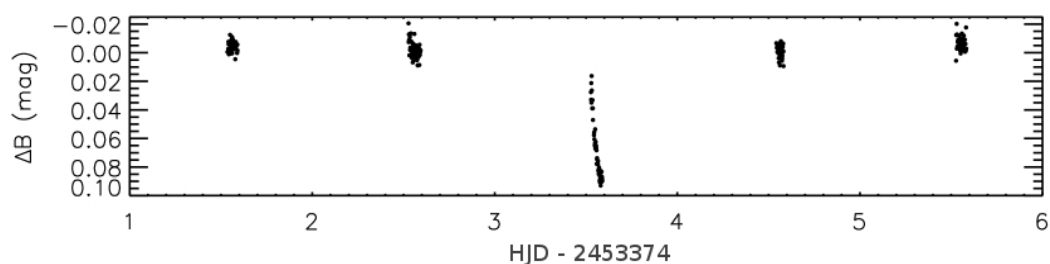


Figur 8.16: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V17. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvensen fra Tabel 8.1.2.

altså højst sandsynlig en feltstjerne. Til frekvensløsningen er det kun datapunkter for denne ene nat, hvor en tydelig variabilitet er synlig, der er blevet benyttet.

8.1.3.18 NGC 1817 - V18

V18 er en ikke-pulserende variabel stjerne, der kun én gang i alle mine datasæt, viser et tydeligt dyk i lyskurven pga., at den er en formørkelsesvariabel. På lyskurven for denne stjerne ses dykket mellem dag 3 og 4 ift. tidsangivelsen. Ud fra dette ene dyk har jeg ikke mulighed for at komme med bud på periode eller primære og sekundære eklipser. Fra CMD'et ser V18 ud til at være medlem af NGC 1817, specielt fordi den ligger lidt over hovedserien, hvilket ville være at forvente for en dobbeltstjerne, da vi jo som tidligere beskrevet observerer det samlede lys fra de to komponenter. Selvom den ligger inde i instabilitetsstriben, ser jeg ingen tegn på periodiske variationer.

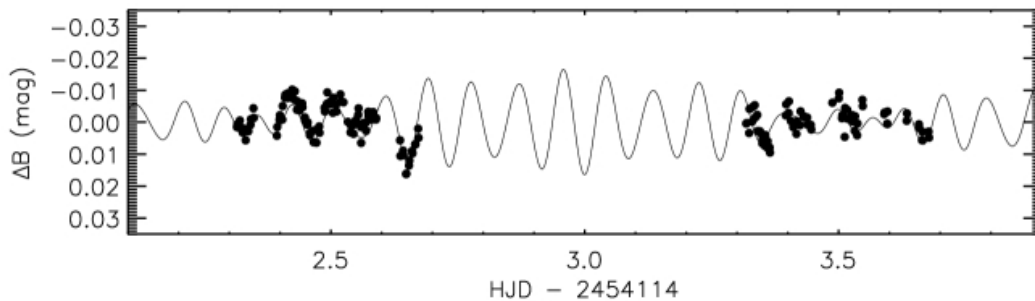


Figur 8.17: Lyskurve for den formørkelsesvariable stjerne NGC 1817 - V18. Dataene er fra LS05.

8.1.3.19 NGC 1817 - V19

V19 er en af de nye variable stjerner jeg har fundet i mine datasæt. På lyskurven fra observationerne ved NOT ses tydelige periodiske variationer, og en frekvensløsning med 3 signifikante frekvenser er blevet plottet sammen med datapunkterne på Figur 8.18. Variabilitet var også synlig i både LS05 og LS06 dataene, men NOT dataene gav det største S/N forhold.

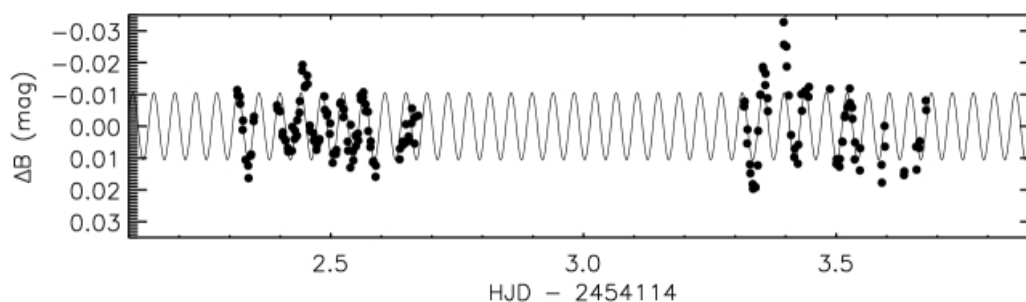
På CMD'et ser vi, at V19 ligger lige på den blå kant af instabilitetsstriben, og den er placeret omkring "turn-off" punktet for hoben og tæt på hobens isokron, hvilket tyder på, at denne stjerne er en δ Scuti stjerne, der tilhører NGC 1817.



Figur 8.18: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V19. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.20 NGC 1817 - V20

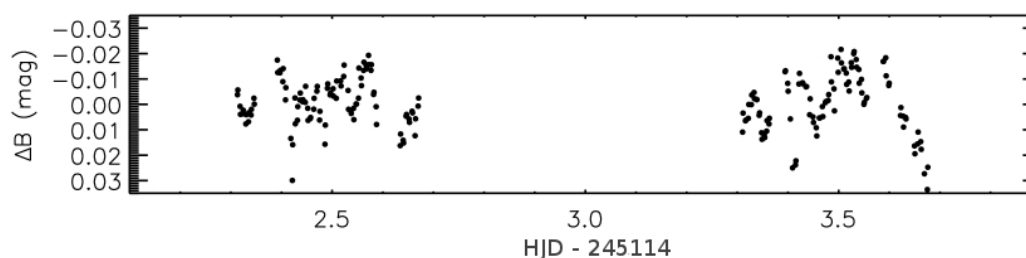
V20 er også en af de nye variable stjerner i NGC 1817, jeg har fundet. Fra NOT dataene ses det, at denne stjerne er en højfrekvens monoperiodisk δ Scuti stjerne. Uden mere præcise observationer kan det dog ikke udelukkes, at denne stjerne rent faktisk er multiperiodisk, men til vores detektionsniveau af signifikante frekvenser var det kun en frekvens, der havde et tilstrækkeligt S/N forhold. På Figur 8.19 ses det også, at denne ene frekvens fitter datapunkterne meget godt. V20 lå kun i NOT datasættet, og transformationen fra observerede til standard størrelsesklasser kunne derfor ikke umiddelbart pålægges denne stjerne, men som tidligere nævnt blev en transformation fra LS05 til NOT dataene foretaget, så en tilnærmet værdi for V20 for standard størrelsesklasserne i V og B kunne bestemmes. Med disse værdier for V og B ser vi i CMD'et, at V20 ligger inde i instabilitetsstriben lidt over hovedserien, hvilket tyder på, at denne stjerne er medlem af hoben.



Figur 8.19: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V20. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.21 NGC 1817 - V21

V21 ser ud til at være en multiperiodisk δ Scuti stjerne, når man ser på lyskurven, som er vist på Figur 8.20. Ved frekvensanalysen viste det sig dog, at ingen af frekvenserne var signifikante. Denne stjerne er som de to foregående og de næste 4 en af de nye variable stjerner i NGC 1817. Yderligere observationer er nødvendige for at sige noget om svingningsfrekvenserne for denne stjerne. I farve-lysstyrke diagrammet ligger V21 tæt på hovedserien ca. midt i instabilitetsstriben, hvilket tyder på, at den er et hobmedlem.



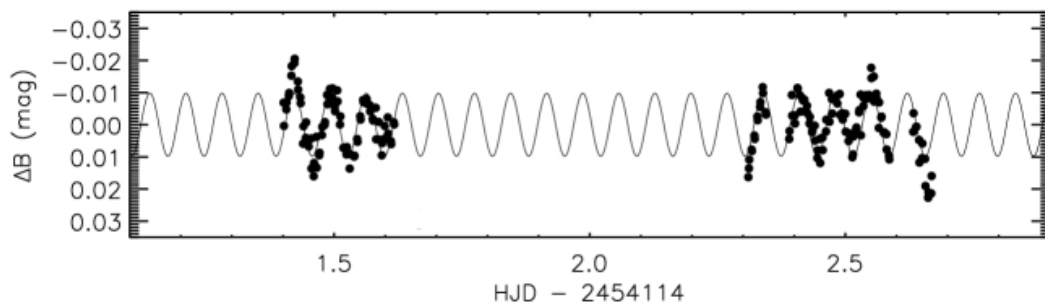
Figur 8.20: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V21.

8.1.3.22 NGC 1817 - V22

V22 er en af de stjerner der viser den klareste og flotteste variation af lysstyrken i lyskurven (jf. Figur 8.21). Den er en tydelig δ Scuti stjerne som til signifikansgrænsen er monoperiodisk. På CMD'et ser vi, at V22 ligger tæt på hovedserien ca. midt i instabilitetsstriben, hvilket som med V21 tyder på, at denne stjerne også er

medlem af hoben.

Denne stjernes periodicitet ser ud til at være meget stabil, da svingningen med en periode omkring 14.17 c/d ses i alle 3 datasæt. På figuren med lyskurven for denne stjerne er det kun datapunkter fra NOT dataene, der er vist, og det er også kun NOT data, der er blevet benyttet til frekvensanalysen i Tabel 8.1.2, da dette gav tilstrækkelige resultater.



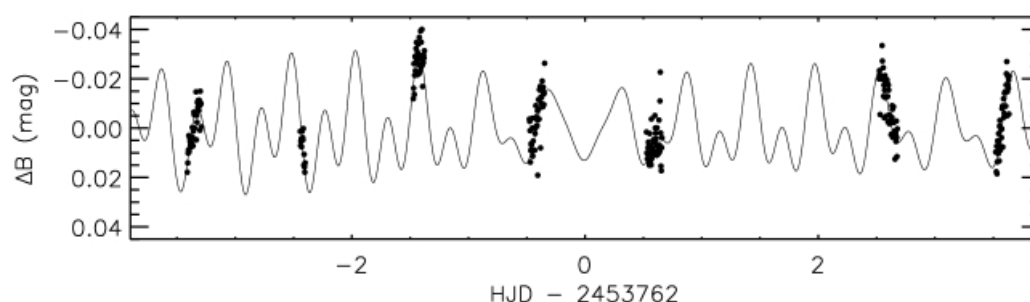
Figur 8.21: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V22. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvensen fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.23 NGC 1817 - V23

V23 er tydeligvis variabel og lader til at være en γ Doradus stjerne. Fra frekvensanalysen, som blev foretaget på LS06 dataene, fremgik det, at denne stjerne have 4 signifikante frekvenser, som ses i Tabel 8.1.2. Lyskurven med datapunkter fra LS06 dataene samt frekvensløsningen ses på Figur 8.22. At V23 lader til at være en γ Doradus stjerne begrundes med, at perioderne for svingningerne ligger mellem 1 og 4 c/d, og at denne stjernes placering i CMD'et er tæt på det forventede område for γ Doradus stjerner. At den ligger, hvor den gør i CMD'et tyder på, at denne stjerne er medlem af NGC 1817.

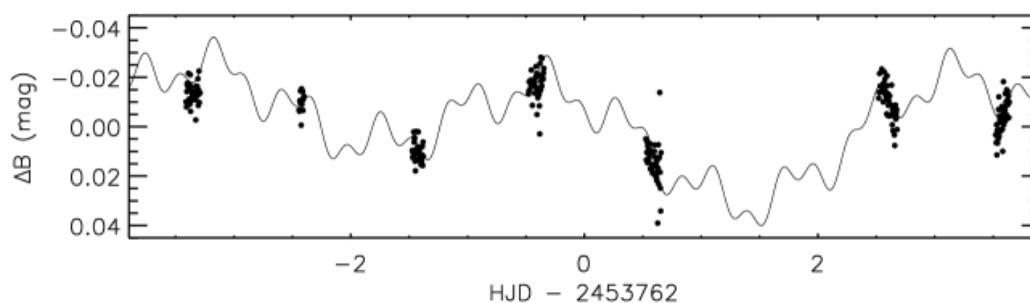
8.1.3.24 NGC 1817 - V24

V24 er ligesom V23 en langperiodisk variabel stjerne. Begge stjerner er også multiperiodiske variable stjerner, men til forskel fra V23 tyder positionen for V24 i CMD'et på, at denne stjerne ikke er medlem af hoben. V24 er en meget klar og meget farvet stjerne, som ligger til højre for instabilitetsstriben og langt over hovedserien. Hvis denne stjerne er medlem af hoben, vil den være en meget tung og dermed meget udviklet stjerne, som har bevæget sig langt forbi "turn-off" punktet, og er på vej mod den røde kæmpe gren. Jeg tror derfor, at denne stjerne ikke er



Figur 8.22: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V23. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

medlem af hoben, men blot er en feltstjerne. Hvis den er medlem af hoben, vil den være en rød kæmpestjerne for at være lysstræk og farvet nok til at være placeret, som den er i CMD'et, men variationerne i lysstyrken for røde kæmpestjerner er normalt meget længere end dem, vi ser for V24.

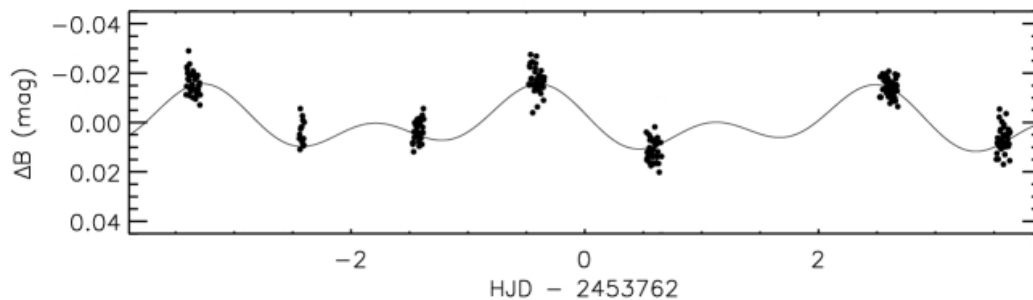


Figur 8.23: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V24. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.1.3.25 NGC 1817 - V25

V25 er den sidste af de nye variable stjerner i NGC 1817, jeg har fundet. Denne stjerne viser som de to foregående også tegn på langperiodiske variationer. Disse ses på Figur 8.24, hvor frekvensløsningen fra Tabel 8.1.2 også er vist. Analysen blev foretaget på dataene fra La Silla 2006.

V25 ligger, til venstre for instabilitetsstriben. Dermed tyder det på, ligesom for V24, at denne stjerne heller ikke er medlem af hoben, men er en feltstjerne.



Figur 8.24: Lyskurve for den variable stjerne NGC 1817 - V25. Den optrukne linje er frekvensløsningen med frekvenserne fra Tabel 8.1.2.

8.2 NGC 2243

Den anden åbne stjernebob jeg så på var NGC 2243. I denne bob er der et stort antal formørkelsesvariable stjerner, hvilket gør den interessant som et mål for fremtidige omfattende observationer. I [40] har de fundet 9 sikre dobbeltstjerner og mindst en kandidat. Derudover har de fundet 4 andre typer variable stjerner. Blandt andet en RRab Lyrae stjerne.

Min opgave var at finde så mange af disse variable stjerner og give, om muligt, et bud på perioden for de formørkelsesvariable stjerner og måske finde nye variable.

8.2.1 Farve-lysstyrke diagrammet for NGC 2243

Ved observationerne fra La Silla 2006 af NGC 2243 blev boben både observeret med et Bessel V og et Bessel B filter. Dermed var det muligt at danne et farve-lysstyrke diagram. Da formålet med dette CMD kun er at sige lidt om sandsynligheden af de variable stjerners medlemskab af boben, samt lidt om deres placering i forhold til hobens isokron er de instrumentelle størrelsesklasser, bestemt med MOMF, ikke transformeret til standard størrelsesklasser. Dette medfører, at de to akser i CMD'et ikke direkte kan bruges til at aflæse værdier for boben. F.eks. vil en offset transformation, hvor de to koefficienter for V og B ikke er ens, give anledning til en flytning relativt i x-retningen. Hvis en farveafhængighed for stjernerne i denne bob er fremtrædende, vil dette også flytte rundt på individuelle stjerner. Ved at sammenligne mit CMD med det de har bestemt i [40], kunne jeg se, at de stemte godt overens, og at de variable stjerner i boben ligger nogenlunde de samme steder i forhold til hobens tydelige isokron. Derfor valgte jeg, at jeg ikke ville lave nogen transformationer, før jeg konstruerede CMD'et.

Ved observationerne fra La Silla 2006 blev der skiftet mellem filtrene. Der blev først taget to billeder med det ene filter og så to billeder med det andet. Der var derfor en stor mængde data observeret med både V og B filtre. CMD'et blev dannet ud fra middelværdier af størrelsesklassen for hver stjerne i ca. 100 billeder for hvert filter. Dermed er præcisionen af middelværdien for den instrumentelle størrelsesklasse meget god.

På Figur 8.25 ses så farve-lysstyrke diagrammet for stjernerne observeret fra La Silla 2006. På diagrammet ses hovedserien for NGC 2243 meget tydeligt og en anden spændende ting man umiddelbart ser på CMD'et for denne hob er, at der er en tydelig *fotometrisk dobbeltstjernesequens* (denne ses tydeligere på Figur C.3. Dette ses som en serie af stjerner, der ligger parallelt med hovedserien, oven over denne. At der er en forholdsvis tydelig linje af disse stjerner i dette CMD viser, at der er mange dobbeltstjerner i denne hob. Grunden til, at vi ikke observerer alle disse som formørkelsesvariable stjerner er, at det ikke er alle dobbeltstjernernes baneplan, der ligger præcist nok i forhold til vores synslinje. Derfor vil det kun være få af disse dobbeltstjerner, der set fra Jorden vil formørke hinanden.

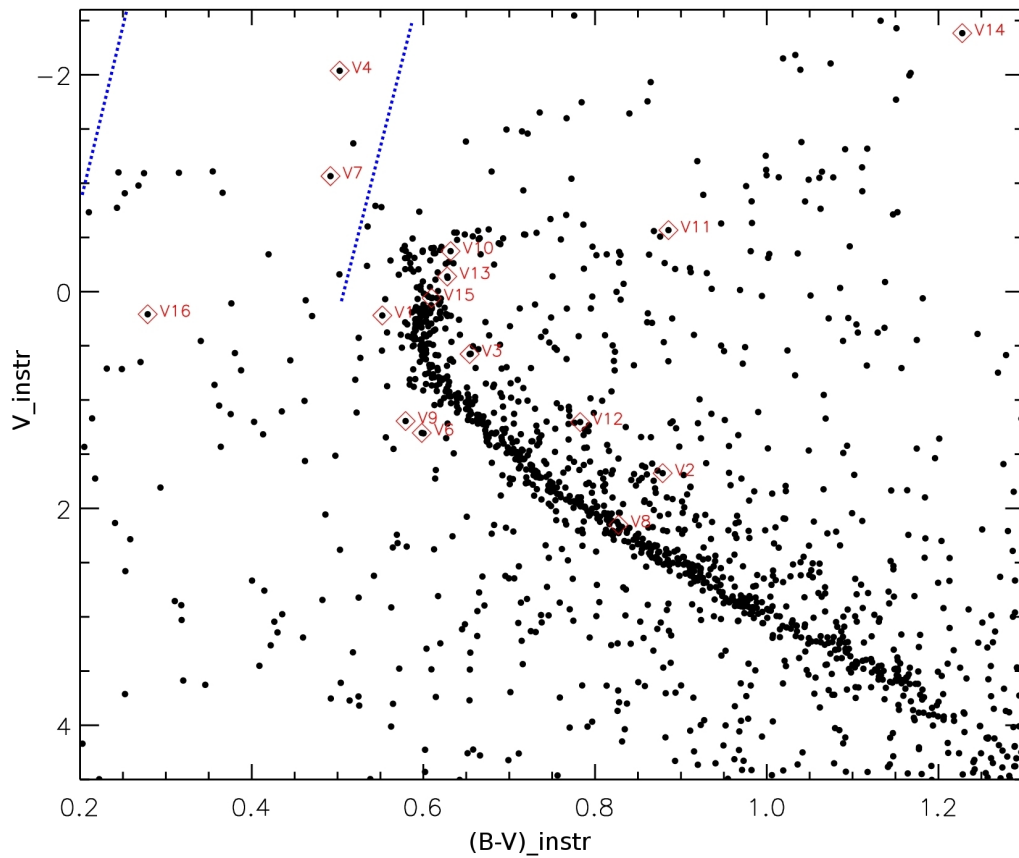
Pga. hobens alder ligger "turn-off" punktet på højre side af δ Scuti instabilitetsriben (de blå stiplede linjer på figuren). Dette betyder altså, at vi umiddelbart ikke vil forvente at finde δ Scuti stjerner i denne hob. Den røde kant af instabilitetsriben ligger dog så tæt på hobens isokron, at der muligvis kan findes γ Doradus stjerner blandt stjernerne nær "turn-off" punktet.

Instabilitetsriben er fra [12] og ses mere korrekt indtegnet på Figur C.3. På Figur 8.25 har jeg blot indtegnet instabilitetsriben nogenlunde det rigtige sted i forhold til hobens isokron, for at indikere hvor de pulserende stjerner forventes at ligge på mit CMD.

8.2.2 De variable stjerner

Herunder vil jeg ligesom med de variable stjerner i NGC 1817 beskrive hver enkelt stjerne. Jeg vil dog ikke for alle sammen vise lyskurven eller fasediagrammet her, men vil henvise til Bilag E. På figurerne nedenfor har jeg rensset for datapunkter, der tydeligt ikke var bestemt korrekt (f.eks. hvis en kosmisk partikel har ramt samme sted på CCD'en som der, hvor den givne stjerne ligger.). For de stjerner, hvor jeg i lyskurven ikke ser nogen variabilitet, vil jeg ikke skrive noget her. Hvis der ønskes information om disse stjerner, vil jeg foreslå, at man kikker i [40].

I Tabel 8.2.2 er perioderne for de variable stjerner, hvor det var muligt at bestemme disse, opskrevet. Ved sammenligning med perioderne bestemt i [40] ses det, at alle



Figur 8.25: Farve-lysstyrke diagram for stjerner i og omkring NGC 2243. Plottet er dannet ud fra de observerede (instrumentelle) størrelsesklasser i de to filtre.

undtagen perioden for V10 stemmer godt overens. Jeg vil senere komme ind på, hvorfor perioden for V10 er anderledes.

8.2.2.1 NGC 2243 - V1

V1 er en formørkelsesvariabel stjerne hvor de to komponenter er næsten lige store. Dette ses ved, at dykket i lyskurven er næsten ligeså stort for den sekundære som for den primære eklipse. Da perioden for dette system er meget kort (ca. en dag), er der god fasedækning, hvilket betyder, at der stort set ingen huller er i fasediagrammet.

På CMD'et for NGC 2243, ser vi, at V1 ligger tæt på "turn-off" punktet for hoben, hvilket indikerer, at denne stjerne er medlem af hoben. At den ligger på den venstre

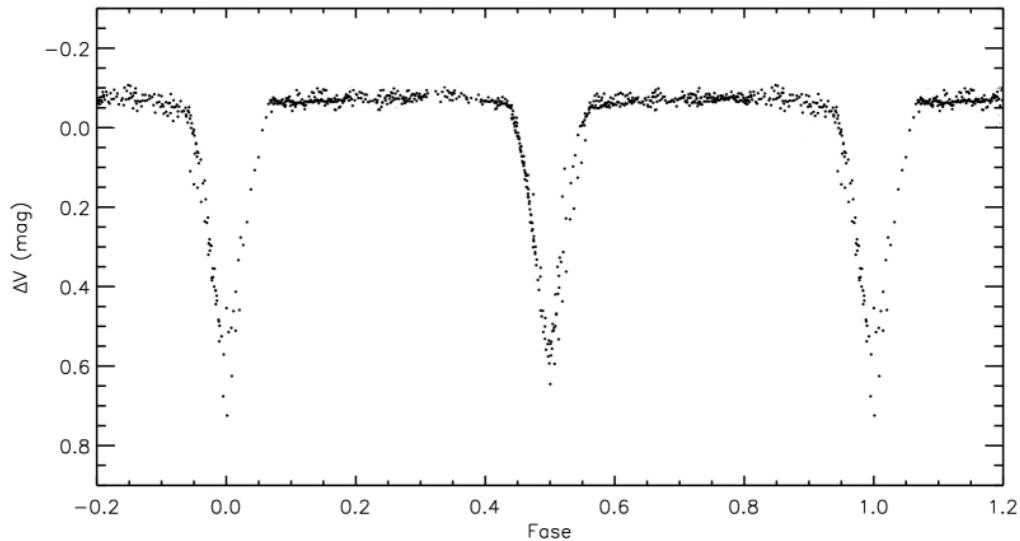
Tabel 8.2.2: Perioder for variable stjerner i NGC 2243.

ID	Periode i dage	Klasse
V1	1.18851(1)	EB
V2	0.285301(1)	CB
V3	0.356461(1)	CB
V4	2.8889(5)	EB & PV
V6	0.586599(1)	RRab Lyrae
V7	1.38272(1)	EB
V10	0.255776(1)	CB
V12	0.2862(4)	EB

Usikkerhederne er vurderet ud fra fasediagrammerne. I 3. kolonne står EB for "Eclipsing Binary", CB for "Contact Binary", PV for "Pulserende Variabel".

side af hobens isokron kan skyldes, at de instrumentelle størrelsesklasser ikke er blevet transformeret, men det kan mere sandsynligt skyldes, at MOMF ikke er så god til at reducere billeder hvor stjernerne ligger meget tæt på hinanden og i nogle tilfælde overlapper. På søgekortet for NGC 2243 (Figur 7.6) kan man se, at V1 ligger meget tæt på en anden stjerne på CCD'en, hvilket kan medføre en forkert bestemmelse i relativ størrelsesklasse, når reduktionsprogrammet, der benyttes, er MOMF.

I [41] har de foretaget spektroskopiske observationer af V1, hvor de blandt andet har bestemt perioden og radialhastighederne for komponenterne i systemet. De bestemmer perioden til $P = 1.18851590(2)$ dage, hvilket jo tydeligvis stemmer godt overens med perioden, jeg har angivet i Tabel 8.2.2. I [34] har de brugt spektroskopi- og fotometrisk data for V1 (NV CMa), samt af 4 røde kæmpe stjerner, til at bestemme alderen af hoben. Ved at bruge de røde kæmpestjerner til at bestemme metalindholdet i stjernerne i hoben kunne de teste stjernemodeller. Metalindholdet betyder specielt noget for isokronens form nær "turn-off" punktet. Testen blev udført ved at se på, hvordan V1's individuelle komponenter passer med den teoretiske isokron for hoben. Deres resultater viste, at en alder på 3.1 Gyr ($3.1 \cdot 10^9$ år) passede bedre til V1's komponenter end den hidtidige bestemte alder på 4.3 Gyr.



Figur 8.26: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V1.

8.2.2.2 NGC 2243 - V2

V2 er også en dobbeltstjerne, men denne stjerne er en speciel type formørkelsesvariabel stjerne, der kaldes en "contact binary", da de to komponenter er så tæt på hinanden, at lyskurven ikke når at være konstant, når de ikke formørker hinanden. Figuren for denne stjerne kan ses i Bilag E. Grunden til, at den karakteriseres som en formørkelsesvariabel stjerne og ikke en pulserende variabel, er, at kurven i fasediagrammet ikke ligner en sinussvingning. Kurven er mere "spids", når lysstyrken for stjernen er svagest og mere "glat", når stjernen er klarest. Dette er et meget tydeligt tegn på, at stjernen er en formørkelsesvariabel, hvor komponenterne ligger meget tæt, i stedet for at være en monoperiodisk pulserende variabel.

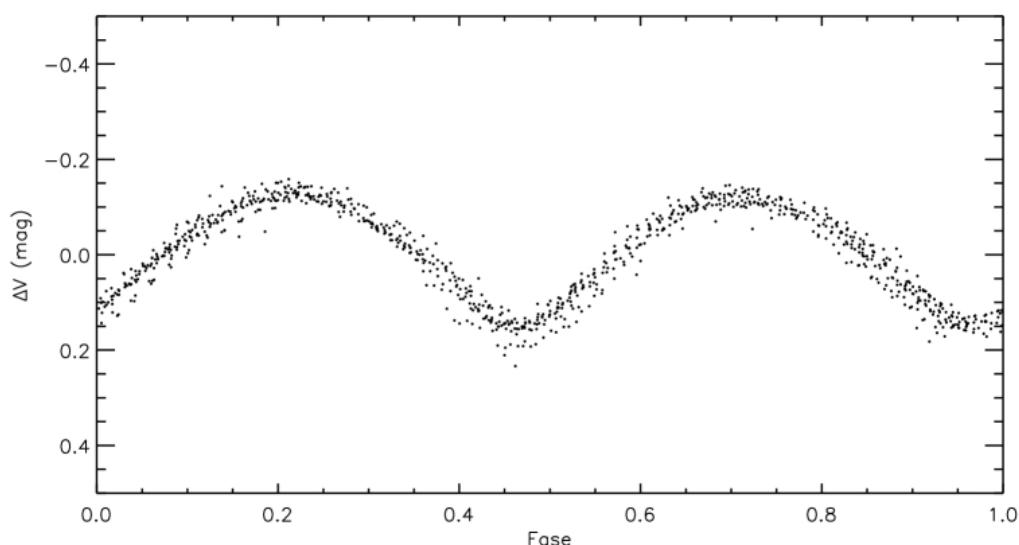
At V2 er blevet kategoriseret som værende en "contact binary", understøttes af dennes placering i CMD'et. Den ligger nemlig på dobbeltstjernesekvensen oven over hovedserien. Dette tyder på, at stjernen er medlem af NGC 2243.

8.2.2.3 NGC 2243 - V3

V3 er også en formørkelsesvariabel stjerne af typen "contact binary". Fra Tabel 8.2.2 ses det, at perioden for systemet er meget kort, hvilket sammen med formen af kurven i fasediagrammet (samme form som for V2) indikerer, at det er en "contact binary" og ikke en pulserende variabel. Ved at betragte simple ligninger

for banebevægelser for sådanne systemer ses det nemt, at afstanden mellem de to komponenter må være meget lille, når perioden er så kort, som den er.

På CMD'et ses det, at V3 ligger oven over hovedserien lige inden "turn-off" punktet. At den ligger over hovedserien, ligesom V2 gør, indikerer, at vores opfattelse af denne stjerne som værende en dobbeltstjerne og ikke en pulserende variabel tilsyneladende er korrekt.

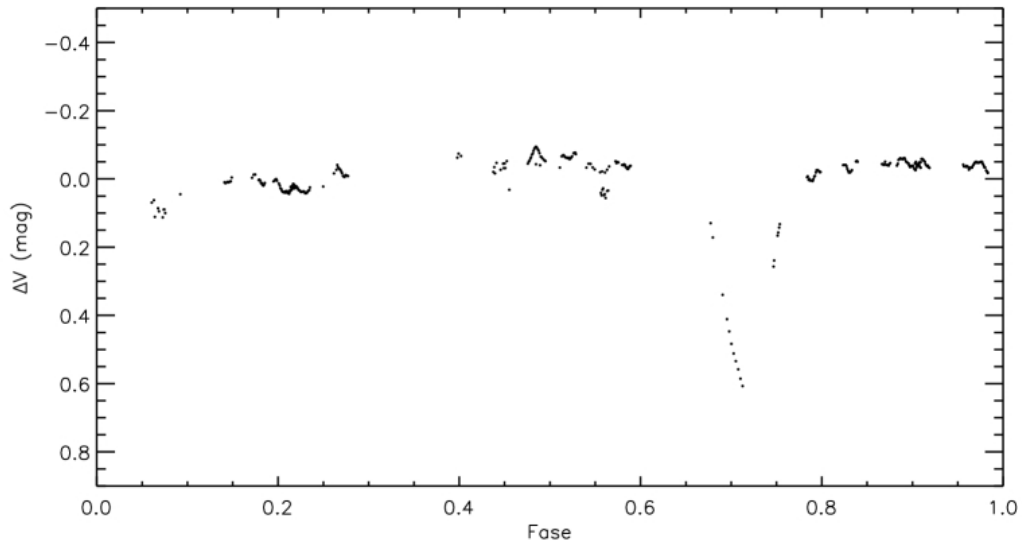


Figur 8.27: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V3.

8.2.2.4 NGC 2243 - V4

V4 er en meget interessant stjerne i området for NGC 2243, da denne, ud over at være en formørkelsesvariabel stjerne, også er en pulserende variabel. Dette ses tydeligt på Figur 8.28. Da der for denne stjerne er dårlig fasedækning, er den angivne periode (i Tabel 8.2.2) meget usikker.

På CMD'et ses det, at denne stjerne ligger et godt stykke væk fra de andre stjerner i hoben og inde i δ Scuti instabilitetsriben. Placeringen af V4, samt dens tydelige pulserende variabilitet gør denne stjerne til en kandidat af typen "blue straggler" [8]. Denne type stjerner er en forholdsvis ny kategori af pulserende stjerner, som ikke helt er forstået endnu. En af teorierne for disse stjerner er, at det er to stjerner, der engang er "stødt" sammen og er blevet til én. Desværre viste radialhastighedsmålinger af V4, at den sandsynligvis ikke er medlem af NGC 2243 [41].



Figur 8.28: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V4.

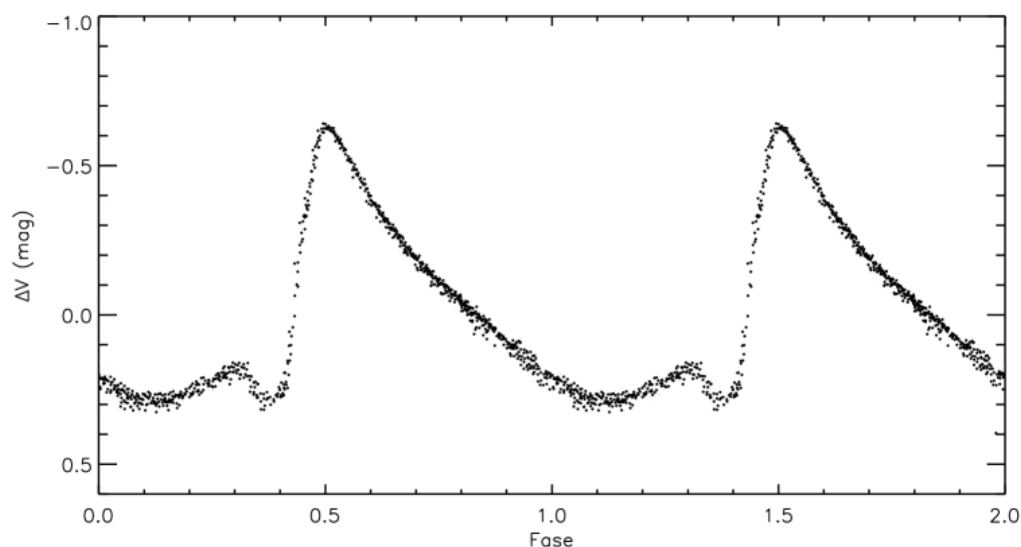
8.2.2.5 NGC 2243 - V6

V6 er en speciel type variabel stjerne der kaldes for RRab Lyrae stjerner. Denne type stjerner har en meget karakteristisk lyskurve, som skyldes indre mekanismer. Desuden er der en simpel sammenhæng mellem perioden for disse stjerner og deres absolutte størrelsesklasse. Dette gør, at disse stjerner kan bruges til at bestemme afstande i Universet. Ved at måle stjernens tilsyneladende størrelsesklasse samt perioden for svingningen vil man ud fra *afstandskvadratloven* kunne bestemme afstanden. Afstandskvadratloven siger, at intensiteten af det lys en stjerne udsender vil aftage med afstanden i anden potens.

Denne stjerne ligger lidt under hovedserien i CMD'et, men i [40] ligger den noget længere til venstre i diagrammet, og de karakteriserer den som værende en baggrundsstjerne.

8.2.2.6 NGC 2243 - V7

V7 er også en formørkelsesvariabel stjerne. De to komponenter i dette system har en markant forskellig effektiv temperatur, hvilket kan ses ved, at dybden for den sekundære eklipse er væsentligt mindre end for det primære dyk, sammen med at dykkene i lyskurven går ned i en spids, hvilket betyder, at de to komponenter er ca. lige store i radius. Lyskurven for denne stjerne ser ikke så konstant ud mellem



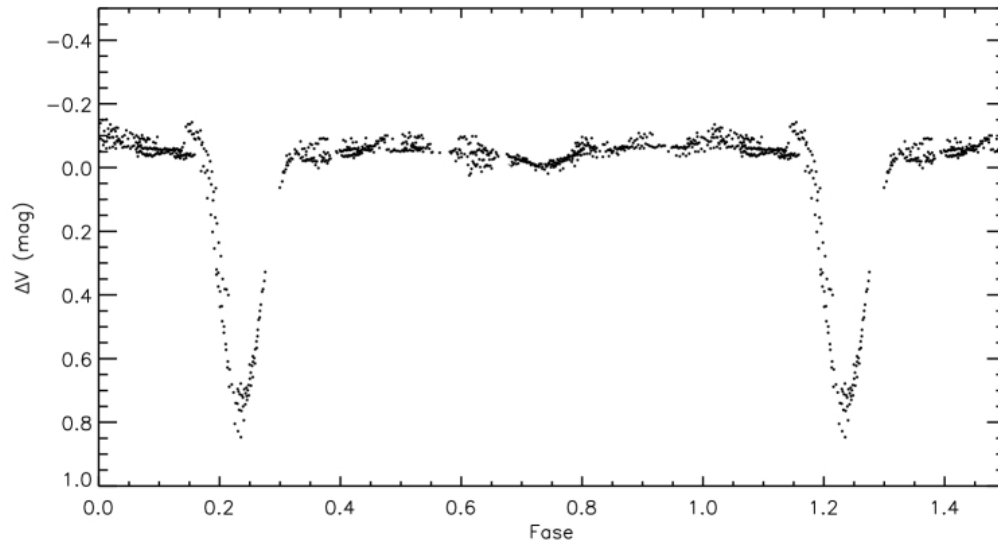
Figur 8.29: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V6.

eklipserne som V1, men det er svært at sige, om variationerne kan skyldes indre mekanismer.

V7 ligger, ligesom V4, i området i CMD'et, hvor man vil forvente, at "blue stragglers" er placeret, nemlig inde i instabilitetsstriben og til venstre for hobens "turn-off" punkt. I [41] har de også målt radialhastigheder for denne dobbeltstjerne. Ved at bruge *virialsætningen* kan man bestemme, om stjerner sandsynligvis er medlem af en hob eller ej, når man har målt raidalhastighederne af stjernerne i hoben. De har vurderet, at V7 er medlem af hoben, og derfor en kandidat til at være en "blue straggler". Dette gør denne stjerne meget interessant, da der ikke er observeret mange af denne type stjerner, fordi de ikke er ordenligt forstået endnu, og specielt fordi det er en dobbeltstjerne. Det kan jo være, at dette system engang har været et tripplestjerne system, hvor de to af komponenterne så på et tidspunkt er fusioneret til én.

8.2.2.7 NGC 2243 - V10

V10 er en variable stjerne som de i [40] har karakteriseret som enten en formørkelsesvariabel - eller som en δ Scuti stjerne. I Tabel 8.2.2 har jeg angivet den som værende en formørkelsesvariabel stjerne, da jeg synes fasediagrammet minder meget om V2 og V3's. Fasediagrammet kan ses i Bilag E på Figur E.2. Hvis jeg har ret, er det altså en formørkelsesvariabel stjerne af typen "contact binary".



Figur 8.30: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V7.

Denne har en periode, der er dobbelt så lang, som den de angiver i [40], hvilket blot skyldes, at perioden for en formørkelsesvariabel stjerne er tiden mellem f.eks. to primære eklipser, hvor perioden for en monoperiodisk pulserende variabel stjerne er tiden mellem eksempelvis to bølgetoppe.

Positionen af V10 i CMD'et tyder på, at denne stjerne ikke kan være en δ Scuti stjerne, da den ikke ligger inde i instabilitetsstriben. At den ligger, som den gør i CMD'et, indikerer, at denne stjerne er medlem af hoben.

8.2.2.8 NGC 2243 - V12

V12 er endnu en af de formørkelsesvariable stjerner i NGC 2243 som højest sandsynligt er af typen "contact binary". Igen begrundes det med, at lyskurven minder mest af alt om V2 og V3's. Her ser det dog ud som om, at til forskel fra de tidligere variable af denne type er de to komponenter i dette system mere forskellige. På Figur E.3 i Bilag E ses det, at dykket i midten (det sekundære dyk) er mindre end det primære. For de andre variable af denne type kunne man ikke umiddelbart se forskel på det primære og det sekundære dyk.

På CMD'et ligger V12 på dobbeltstjernesequensen lige over hovedserien. Dette er en god indikation på, at denne stjerne er en formørkelsesvariabel stjerne af typen "contact binary", og at den er medlem af hoben.

8.2.2.9 NGC 2243 - V14

V14 ser ud til at være en pulserende variabel stjerne med to signifikante frekvenser. De to frekvenser er opskrevet i Tabel 8.2.2.9.

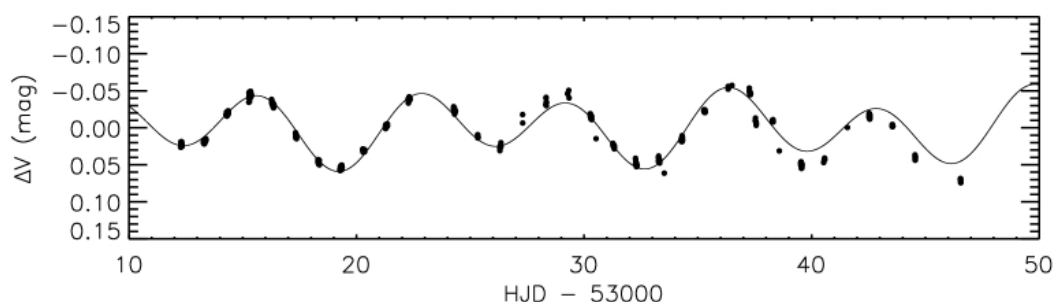
Tabel 8.2.2.9: Frekvenser for den variable stjerne NGC 2243 - V14.

ID	f_1	$(S/N)_1$	f_2	$(S/N)_2$
V14	0.1475	17.2	0.08041	7.34

Frekvenserne er angivet i c/d og S/N forholdet til hver frekvens er vist.

På Figur 8.31 ses det, at frekvensløsningen, som er den fuldt optrukne linje, stemmer godt overens med datapunkterne. Denne langperiodiske variabilitet kunne tyde på, at denne stjerne er på vej op af den røde kæmpe gren. I [40] nævner de, at denne stjerne er relativt klar og derfor overeksponeret i store dele af deres data. Dette kunne også tyde på, at stjernen er, eller er ved at blive en rød kæmpe, hvor luminositeten stiger med dens udvikling.

På CMD'et ser vi, at V14 ligger langt fra hovedserien for hoben. Efter min mening passer dens position godt med, at den er på vej op af den røde kæmpe gren, og at den dermed muligvis er medlem af hoben. Hvis denne stjerne er medlem af hoben, er den en meget tung stjerne, der er nået langt i sin livscyklus og dermed, hvis massen er tilpas høj (~ 8 til $12M_{\odot}$), vil ende sine dage som en supernova.



Figur 8.31: Lyskurve for den variable stjerne NGC 2243 - V14.

8.2.2.10 NGC 2243 - V15

V15 er en ny variabel stjerne, som Frank Grundahl fandt i de samme data,

som jeg har set på. Han fandt denne stjerne til at være en formørkelsesvariabel stjerne. Han benyttede reduktionspakken DAOPHOT, som er bedre til felter, hvor stjernerne ligger tæt, som de gør i NGC 2243 pga. det anvendte udstyr (D1.54m), eller som de gør i kuglehobe. DAOPHOT kan også bedre håndtere rotationer og store offsets i x- og y-retningen i forhold til referencebilledet. Derfor kunne han udnytte mere af dataene ved at reducere med DAOPHOT i forhold til mig, der benyttede MOMF. V15 ligger tæt op af en anden stjerne på billederne, hvilket DAOPHOT også er bedre til at håndtere end MOMF er. At han kunne se, at denne var en variabel stjerne ved at bruge en anden reduktionspakke end MOMF, viste også styrkerne og svaghederne ved de to reduktionsmetoder, som lige netop er, at MOMF er bedst til moderat tætte felter, hvor der har været god guiding og ingen rotationer af instrumenterne, mens DAOPHOT er bedre til tætte felter og kan bedre håndtere store offsets og rotationer i forhold til MOMF. Når dataene er taget, så MOMF optimalt kan anvendes, vil præcisionen af de instrumentelle størrelsesklasser man får som output, være mindst ligeså godt bestemt med MOMF, som hvis man benyttede en anden reduktionspakke. Ud fra farve-lysstyrke diagrammet ser det ud til, at V15 er medlem af NGC 2243, da den ligger lige på hobens isokron tæt på "turn-off" punktet.

8.2.2.11 NGC 2243 - V16

V16 er en ny variabel stjerne jeg fandt i mine data. Denne stjerne ser ud til at være en pulserende variabel stjerne med langperiodiske variationer. Perioderne er dog ikke nær så lange som for V14, hvilket kunne tyde på, at V16 kunne være en γ Doradus stjerne. Dele af lyskurven for denne stjerne kan ses på Figur E.4 i Bilag E.

På CMD'et ses det dog, at denne stjerne er placeret langt til venstre for hobens isokron, hvilket tyder på, at denne stjerne ikke er medlem af hoben.

Kapitel 9

Det videre forløb

Resultaterne for de to hobe jeg har set på, som blev behandlet i det foregående kapitel, skulle blandt andet bruges til at give et bud på, om disse to åbne stjerne-hobe ville være egnede til fremtidige mere grundige observationer. NGC 1817 er efter mine undersøgelser den åbne stjernebob med flest δ Scuti stjerner, man kender til i dag. Dette alene gør den til et oplagt mål for yderligere undersøgelser. Nogle af de efterfølgende observationer, hvor lidt flere parametre for de variable stjerner kan bestemmes, er allerede foretaget på NGC 1817. I [52] har de foretaget yderligere fotometriske - samt spektroskopisk observationer af stjerner i denne bob. Her har de bestemt effektive temperaturer, tyngdekraften ved overfladen og rotationshastigheder for mange af de tidligere bestemte variable stjerner i denne bob. Deres undersøgelser af de spektroskopiske data viste desuden at NGC 1817 - V1 er en mulig dobbeltstjerne, og at næsten alle δ Scuti stjernerne er hurtigt roterende stjerner.

I [10] har de bestemt sandsynligheden for medlemskab for stjerner i og omkring NGC 1817, hvilket er vigtigt for de videre undersøgelser.

Længere og mere præcise fotometriske observationer af denne bob vil formentlig også føre til opdagelsen af endnu flere variable stjerner og vil med stor sandsynlighed føre til detektion af mange flere anslåede frekvenser i de allerede detekterede oscillerende stjerner. Der er rent faktisk allerede foretaget "multi-site" observationer (STEPHI) af NGC 1817, hvor resultaterne dog ikke er publicerede endnu. Ved en konference på Lanzerote (de Kanariske øer) til februar (2010) vil resultater af disse observationer blive fremstillet*. Netværksobservationer af enkelte δ Scuti stjerner er allerede blevet udført [18][15]. I disse artikler, hvor lange tidsserier har gjort det muligt at lave grundige frekvensanalyser, er der fundet et stort antal signifikante egenfrekvenser i henholdsvis FG Virginis og 4 Canum Venaticorum. Disse observa-

*<http://www.iac.es/congreso/helas4/pages/meeting/view-abstract.php?aid=24>

tioner har vist, at der reelt er mange svingninger til stede i stjernen, som teorien også forudsagde [22]. Et af de nyeste resultater, for observationer af en δ Scuti stjerne, stammer fra rumteleskopet CoRoT. I [55] har de behandlet data taget med dette teleskop, hvilket har ført til detektion af flere hundrede frekvenser i stjernen HD 50844.

Det eneste umiddelbare problem, der er med NGC 1817, er, at stort set alle stjernerne er hurtigtroterende. Dette gør frekvensanalysen og specielt svingningsidentifikationen besværlig. Desuden er det, som tidligere nævnt, også et problem, når radialhastigheder for dobbeltstjerner skal bestemmes.

Den anden hob, NGC 2243, er også et oplagt mål for fremtidige undersøgelser. Det store antal formørkelsesvariable stjerner vil give værdifuld information, og det er forventeligt, at ved mere præcise målinger vil der vise sig at være mange variable stjerner af den slags, hvor variabiliteten skyldes mekanismer inde i stjernen selv. Til fremtidige undersøgelser af NGC 2243 vil jeg dog mene, at et teleskop, der er større end det danske 1.54m teleskop, skal anvendes for at den nødvendige præcision kan opnås.

Flere observationer med rumteleskopet CoRoT og den for nyligt opsendte Kepler satellit vil med al sandsynlighed give os endnu bedre indblik i variabiliteten i δ Scuti og γ Doradus stjerner og dermed forøge vores forståelse af disse stjerner. Bidraget fra disse missioner samt fra fremtidige netværksobservationer, som det danske projekt SONG (Stellar Observations Network Group [33]), vil forhåbentlig give os mulighed for at lave grundige test af stjernemodellerne, så vi på sigt kan forbedre disse. Dette vil give os større forståelse af blandt andet stjerners evolution.

Kapitel 10

Konklusion

Formålet med dette speciale var at behandle fotometrisk data taget af to midaldrende åbne stjernebob, NGC 1817 og NGC 2243. Jeg skulle undersøge stjernerne i de forskellige datasæt for variabilitet i lysstyrken for på den måde at verificere tidligere detekterede variable stjerner og eventuelt finde nye.

For NGC 1817 verificerede jeg en stor del af de variable stjerner, der tidligere var blevet fundet. Derudover fandt jeg yderligere 7 nye variable stjerner, hvor 4 hører til klassen af δ Scuti stjerner. En er formentlig en γ Doradus stjerne, og de sidste to er måske langperiodiske stjerner, der er på vej op mod den røde kæmpe gren, eller som ikke er medlemmer af boben. Langt størstedelen af de fundne pulserende variable stjerner stemte godt overens med den teoretiske instabilitetsstribe for boben. Frekvensløsningerne for de stjerner, hvor jeg så en variabilitet og hvor denne skyldes indre mekanismer, kan ses i Tabel 8.1.2.

Et sekundært mål med specialet var at bestemme nogle basale parametre for den variable stjerne V4 i NGC 1817. Denne stjerne er ud over at være en δ Scuti stjerne også en formørkelsesvariabel. Med mine data var det muligt at give et bud på perioden for dette system. Perioden jeg fandt til at passe bedst med observationerne var

$$P = (4.417 \pm 0.005) \text{ dage},$$

som giver en efemeride for den primære eklipse på:

$$Efemeride = 2453561.5664 + 4.417 \cdot E,$$

hvor tidspunktet er angivet i HJD.

Efter analysen af stjerner i og omkring boben er min konklusion for fremtidige observationer af denne bob, at den er et yderst interessant valg til asteroseismiske undersøgelser. Et stort antal stjerner i boben er δ Scuti stjerner. Faktisk er den åbne stjernebob den med (til dato) flest detekterede δ Scuti stjerner, hvilket

førte til udgivelsen af artiklen som ses i Bilag A. Ud over variable stjerner, der udviser variabilitet, som skyldes indre mekanismer, indeholder hoben også nogle formørkelsesvariable stjerner, som sammen med asteroseismiske undersøgelser kan bidrage til udførlige test af stjernemodeller.

Den anden åbne stjernebob jeg så på, NGC 2243, indeholder et stort antal formørkelsesvariable stjerner. Ved analysen af tidsserierne for disse stjerner kunne jeg give præcise bud på perioden for de fleste af disse stjernesystemer. Perioderne er opskrevet i Tabel 8.2.2 for de stjerner, hvor det var muligt at give et bud på disse.

Jeg fandt ikke selv nogen nye variable stjerner i denne bob, som så ud til at være medlem af hoben. Jeg fandt en langperiodisk variabel stjerne i området omkring hoben, som ud fra CMD'et dog tyder på at være en feltstjerne. Frank Grundahl, som kikkede de samme data igennem, men ved at benytte en anden reduktionspakke (DAOPHOT) fandt en ny formørkelsesvariabel stjerne (V15), som ligger placeret i CMD'et for denne bob, så den sandsynligvis er medlem af NGC 2243. Denne bob vil jeg også mene er et oplagt mål for fremtidige netværks- eller rum-baserede observationer, da den indeholder dette store antal formørkelsesvariable stjerner. Min vurdering, efter at have arbejdet med dette speciale, er, at hoben formentlig også vil indeholde et stort antal andre typer variable stjerner, som bare ikke kunne detekteres med de data, jeg havde fået stillet til rådighed. Præcise fotometriske målinger taget med et større teleskop, er formentlig nødvendige for at kunne måle variabilitet på et tilstrækkeligt niveau. Det er dog ikke δ Scuti stjerner, jeg vil forvente, der bliver observeret i denne bob, da δ Scuti instabilitetsstriben ligger til venstre for hobens "turn-off" punkt i CMD'et. Det vil efter min mening være muligt, at finde pulserende "blue stragglers" og muligvis også γ Doradus stjerner i denne bob, samt selvfølgelig stjerner der udviser "sollignende svingninger". De sidste kræver dog så præcise målinger, at der nok går noget tid, før disse svingninger måles i stjerner i denne bob.

Litteratur

- [1] Aerts, C., Christensen-Dalsgaard, J., Cunha, M. et al., *The Current Status of Asteroseismology*, 2008, Solar Physics, Vol. 251, Issue 1-2, p. 3
- [2] Andersen, M. F., Arentoft, T., Frandsen, S. et al, *NGC 1817: the richest population of δ Scuti stars*, 2009, CoAst, accepted
- [3] Andersen, M. F., Nielsen, T. B. & Thygesen, A. O., *Determining the properties of the eclipsing binary NGC7789-V3785*, 2008, rapport i kurset "Observationskursus på La Palma, august 2008"
- [4] Arentoft, T., *Speciale*, 1997, Aarhus Universitet
- [5] Arentoft, T., Bouzid, M. Y., Sterken, C. et al., *A Dozen δ Scuti Stars in the Open Cluster NGC 1817*, 2005, PASP, Vol. 117, No. 832, p. 601
- [6] Arentoft, T., Christensen-Dalsgaard, J., Kjeldsen, H. et al., *Helio- og astero-seismologi*, 2009, Kvant, nr. 2 fra 2009.
- [7] Arentoft, T., Lampens, P., Van Cauteren, P. et al., *On the δ Scuti star in the eclipsing binary WX Eridani^{*,**}*, 2004, A&A, Vol. 418, p. 249
- [8] Arentoft, T., Ridder, J. De., Grundahl, F. et al., *Oscillating blue stragglers, γ Doradus stars and eclipsing binaries in the open cluster NGC 2506^{*,**}*, 2007, A&A, Vol. 465, p. 965
- [9] Audard, N., Kjeldsen, H. & Frandsen, S, *Rotating Stars: a Problem in Asteroseismology*, 1995, *Stellar Evolution: What Should be Done, Proceedings of the 32nd Liège International Astrophysical Colloquium held 3-5 July*, p.189
- [10] Balaguer-Núñez, L., Jordi, C., Galadí-Enríquez, D. et al., *New membership determination and proper motions of NGC 1817. Parametric and non-parametric approach^{*,**}*, 2004, A&A, Vol. 426, p. 819

- [11] Balaguer-Núñez, L., Jordi, C., Galadí-Enríquez, D. et al., *uvby- H_{β} CCD photometry of NGC 1817 and NGC 1807^{*,**}*, 2004, A&A, Vol. 426, p. 827
- [12] Breger, M., *δ Scuti Stars (Review)*, 2000, *DELTA SCUTI AND RELATED STARS* Reference Handbook and Proceedings of the 6th Vienna Workshop in Astrophysics, Edited by M. Breger & M. H. Montgomery, ASP Conf. Ser., Vol. 210, p. 3
- [13] Breger, M., *δ Scuti and γ Doradus stars*, 2004, Proceedings IAU Symposium, No. 224, p. 335
- [14] Breger, M. & Beichbuchner, F., *γ Doradus and δ Scuti Stars: cousins or twins?*, 1996, A&A, Vol. 313, p. 851
- [15] Breger, M., Handler, G., Garrido, R. et al., *30+ frequencies for the δ Scuti variable 4 Canum Venaticorum: results of the 1996 multicite campaign*, 1999, A&A, Vol. 349, p. 225
- [16] Breger, M. & Kolenberg, K., *Equidistant frequency triplets in pulsating stars: the combination mode hypothesis*, 2006, A&A, Vol. 460, p. 167
- [17] Breger M. & Lenz, P., *Amplitude variability and multiple frequencies in 44 Tauri: 2000-2006*, 2008, A&A, Vol. 488, p. 643
- [18] Breger, M., Lenz, P., Antoci, V. et al., *Detection of 75+ pulsation frequencies in the δ Scuti star FG Virginis*, 2005, A&A, Vol. 435, p. 955
- [19] Breger, M., Lenz, P. & Pamyatnykh, A. A., *Towards mode selection in δ Scuti stars: regularities in observed and theoretical frequency spectra*, 2009, Mon. Not. R. Astron. Soc., Vol. 396, p. 291
- [20] Breger, M., Stich, J., Garrido, R. et al., 1993, A&A, 271, 482
- [21] Campbell, W. W. & Wright, W. H., 1900, Astrophys. J., Vol. 12, p. 254
- [22] Christensen-Dalsgaard, J., *An Introduction to the Theory of δ Scuti Stars*, 2000, *DELTA SCUTI AND RELATED STARS* Reference Handbook and Proceedings of the 6th Vienna Workshop in Astrophysics, Edited by M. Breger & M. H. Montgomery, ASP Conf. Ser., Vol. 210, p. 187
- [23] Christensen-Dalsgaard, J., *Lecture Notes on: Stellar Oscillations*, 2003, Fifth Edition

- [24] Christensen-Dalsgaard, J., *Lecture Notes on: Stellar Structure and Evolution*, 2006, Sixth Edition, Third Printing
- [25] Colacevich, A., *On the Variable Radial Velocity of δ Scuti*, 1935, PASP, Vol. 47, No. 278, p. 231
- [26] Fath, E. A., *The Variability of δ Scuti*, 1935, PASP, Vol. 47, No. 278, p. 232
- [27] Fitch, W. S., *$l = 0, 1, 2$, AND 3 PULSATIONS CONSTANTS FOR EVOLUTIONARY MODELS OF SCUTI STARS*, 1981, Ap. J., Vol. 249, p. 218
- [28] Frandsen, S., Jones, A., Kjeldsen, H. et al., *CCD photometry of the δ Scuti star κ^2 Bootis*, 1995, A&A, Vol. 301, p. 123
- [29] Frandsen, S. & Viskum, M., *Asteroseismology in Open Clusters*, 1995, ASP Conference Series, Vol. 83, p. 327
- [30] Freyhammer, L. M., *STUDIES OF VARIABLE STARS IN STELLAR CLUSTERS*, 2004, Ph.D. Thesis, Vrije Universiteit Brussel
- [31] Garrido, R. & Rodríguez, E., *Microvariability in high-amplitude δ Scuti radially pulsating stars*, 1996, Mon. Not. R. Astron. Soc., Vol. 281, p. 696
- [32] Goupil, M.-J., Dziembowski, W. A., Pamyatnykh, A. A. et al., *Rotational Splitting of δ Scuti Stars*, 2000, *DELTA SCUTI AND RELATED STARS* Reference Handbook and Proceedings of the 6th Vienna Workshop in Astrophysics, Edited by M. Breger & M. H. Montgomery, ASP Conf. Ser., Vol. 210, p. 267
- [33] Grundahl, F., Christensen-Dalsgaard, J., Kjeldsen, H. et al., *The Stellar Observations Network Group – the Prototype*, ASP Conference Series, in preparation
- [34] Grundahl, F., Clausen, J. V., Frandsen, S. et al., *Pinpointing isochrones in clusters ****, 2008, Mem. S.A.It., Vol. 79, p. 476
- [35] Grundahl, F., Clausen, J. V., Hardis, S. et al., *A new standard: age and distance for the open cluster NGC 6791 from the eclipsing binary member V20*,***, 2008, A&A, Vol. 492, p. 171
- [36] Guzik, J. A., *DELTA SCUTI STARS: THEORY*, 1998, International Astronomical Union, symposium no. 185. *New Eyes to see Inside the Sun and Stars*, p. 331

- [37] Handler, G., *The domain of γ Doradus variables in the Hertzsprung-Russell diagram*, 1999, Mon. Not. R. Astron. Soc, Vol. 309, L 19
- [38] Handler, G., *Delta Scuti Stars: Selected Recent Highlights*, 2000, ASP Conference Series, Vol. 203, p. 408
- [39] Handler, G., *Asteroseismology of δ Scuti and γ Doradus Stars*, 2005, J. Astrophys. Astr., Vol. 26, p. 241
- [40] Kaluzny, J., Krezeminski, W., Thompson, I. B. et al., *Eclipsing Binaries in the Open Cluster NGC 2243 - I. Photometry**, 2006, ACTA ASTRONOMICA, Vol. 56, p. 51
- [41] Kaluzny, J., Pych, W., Rucinski, S. M. et al., *Eclipsing Binaries in the Open Cluster NGC 2243 - II. Absolute properties of NV CMa **, 2006, ACTA ASTRONOMICA, Vol. 56, p. 237
- [42] Karoff, C., Arentoft, T., Glowienka, L. et al., *Massive B-type pulsators in low-metallicity environments*, 2009, CoAst, Vol. 158, p. 174
- [43] Kaye, A. B., Handler, G., Krisciunas, K. et al., *γ Doradus Stars: Defining a New Class of Pulsating Variables*, 1999, PASP, Vol. 111, No. 761, p. 840
- [44] Kjeldsen, H. *Lecture Notes on Time Series Analysis in Astrophysics*, www.phys.au.dk/~hans/tidsserie
- [45] Kjeldsen, H., Bedding, T. R. & Christensen-Dalsgaard, *Measurements of Stellar Properties through Asteroseismology: A Tool for Planet Transit Studies*, 2008, Proceedings IAU Symposium, No. 253, p. 309
- [46] Kjeldsen, H. & Frandsen, S., *High-precision time-resolved CCD photometry*, 1992, PASP, Vol. 104, p. 413
- [47] Kuschnig, R., Weiss, W. W., Gruber, R. et al., 1997, A&A, Vol. 328, p. 544
- [48] Lastennet, E. & Valls-Gabaud, D., *Detached double-line eclipsing binaries as critical tests of stellar evolution**, 2002, A&A, Vol. 396, p. 551
- [49] Lenz, P. & Breger, M., *Period04 User Guide*, 2005, CoAst, Vol. 146, p. 53
- [50] Loore, C. de & Doom, C., *Structure and Evolution of Single and Binary Stars*, 1992, Astrophysics and Space Science Library, Vol. 179

-
- [51] Machado, L. F., Schuster, W. J., Zurita, C. et al., *On the nature of HD 207331: a new δ Scuti variable*, 2008, CoAst, Vol. 156, p. 27
- [52] Molenda-Żakowicz, J., Arentoft, T., Frandsen, S. et al., *Rotation of δ Scuti Stars in the Open Cluster NGC 1817 and NGC 7062¹*, 2009, ACTA ASTRONOMICA, Vol. 59, p. 69
- [53] Pereira, T. M. D., Suárez, J. C., Lopes, I. et al., *Searching for signatures of stochastic excitation in stellar pulsations: a look at γ Doradus stars**, 2007, A&A, Vol. 464, p. 659
- [54] Percy, J. R., *Understanding Variable Stars*, 2007, Cambridge University Press
- [55] Poretti, E., Michel, E., Garrido, R. et al., *HD 50844: the new look af δ Scuti stars from CoRoT space photometry^{*,**}*, 2009, A&A, accepted
- [56] Rodríguez, E. & Breger, M., *δ Scuti and related stars: Analysis of the R00 Catalogue*, 2001, A&A, Vol. 366, p. 178
- [57] Rodríguez, E., López-González, M. J. & López de Coca, P., *A revised catalogue of δ Scuti stars**, 2000, A&A Suppl. Ser., Vol. 144, p. 469
- [58] Stassun, K. G., Hebb, L., López-Morales, M. et al., *Eclipsing Binary Stars as Test of Stellar Evolutionary Models and Stellar Ages*, 2008, Proceedings IAU Symposium, Vol. 4, No. 258, p. 161
- [59] Stello, D., Chaplin, W. J., Bruntt, H. et al., *Radius determination of solar-type stars using asteroseismology: what to expect from the kepler mission*, 2009, Ap. J., Vol. 700, Issue 2, p. 1589
- [60] Turcotte, S., *The sensitivity of κ -mechanism in δ Scuti stars to the abundance of heavy elements*, 2000, The Third MONS Workshop: Science Preparation and Target Selection, Proceedings of a Workshop held in Aarhus, Denmark, January 24-26, p. 185
- [61] Uytterhoeven, K., Mathias, P., Poretti, E. et al., *The γ Doradus CoRoT target HD 49434 I. Results from the ground-based campaign^{*,**}*, 2008, A&A, Vol. 489, p. 1213
- [62] Vilardell, F., Ribas, I. & Jordi, C., *Eclipsing binaries suitable for distance determination in the Andromeda galaxy^{*,**}*, 2006, A&A, Vol. 459, p. 321
-

- [63] Wu, Y., *Combination frequencies in the Fourier spectra of white dwarfs*, 2001, Mon. Not. R. Astron. Soc., Vol. 323, p. 248
- [64] Yeates, C. M., Clemens, J. C., Thompson, S. E. et al., *MODE IDENTIFICATION FROM COMBINATION FREQUENCY AMPLITUDES IN ZZ CETI STARS*, 2005, Ap. J., Vol. 635, p. 1239
- [65] Zwintz, K., *COMPARING THE OBSERVATIONAL INSTABILITY REGIONS FOR PULSATING PRE-MAIN-SEQUENCE AND CLASSICAL δ SCUTI STARS*, 2008, Ap. J., Vol. 673, p. 1088

Appendices

Bilag A

Artikel

Her vises artiklen:

NGC1817: the richest population of δ Scuti stars, M. F. Andersen, T. Arentoft, S. Frandsen, L. Glowienka, H. R. Jensen, F. Grundahl

Denne har jeg skrevet i forbindelse med resultaterne jeg er kommet frem til ved arbejdet med dette speciale. Artiklen er accepteret og bliver udgivet i tidsskriftet *Communications in Asteroseismology*.

NGC 1817: the richest population of δ Scuti stars

M. F. Andersen¹, T. Arentoft¹, S. Frandsen¹, L. Glowienka¹, H. R. Jensen¹, F. Grundahl¹

¹ Department of Physics and Astronomy, Aarhus University, Ny Munkegade 120,
Bldg. 1520, 8000 Århus C., Denmark

Abstract

We combined two sets of data to get high-precision time-series for stars in the open cluster NGC 1817. We verified most of the variable stars detected earlier and found some new ones. To the 12 δ Scuti variables detected prior to this article 4 new δ Scuti stars and one candidate have been added. In addition 3 γ Doradus candidates have been detected. The total number of variables and possible variables in NGC 1817, or in the field of view of the cluster is now up to 26. This high number of pulsating stars and especially δ Scuti variables makes this cluster an interesting asteroseismic target for future study. Using asteroseismology on δ Scuti stars will hopefully provide us with information that eventually will constrain the theoretical models of stars. This will in the end give us a much greater understanding of the evolution of stellar objects.

Individual Objects: NGC 1817

Introduction

Asteroseismic study of pulsating stars is a very interesting field in astronomy nowadays. Results from asteroseismic investigation of oscillation modes of variable stars are helping us to understand fundamental parameters of stars. δ Scuti variable stars are stars in the range from A to F types and with masses ranging from $1.5 M_{\odot}$ to $2.5 M_{\odot}$. These stars are main sequence or post-main sequence stars and lie at the bottom of the classical Cephei instability strip. δ Scuti stars show multiperiodic signals with periods of the order of hours and magnitude variation at the mmag level. Through asteroseismology it is possible to constrain the stellar models, and to test the stellar physics to higher accuracy.

In the open cluster NGC 1817 different kinds of variable stars are present. A high number of δ Scuti stars and at least 2 eclipsing binaries make this cluster a prominent target for asteroseismic investigation. Observations of the area including NGC 1817 made detection of at least 16 δ Scuti variables possible. 12 of these were detected prior to this article (*Frandsen & Arentoft 1998* and *Arentoft et al. 2005*) but the last 4 are new detections. Another 4 stars are possible candidates. Open clusters are interesting targets for CCD photometry, because of the semicrowded field, which make precise time-series photometry for the individual stars possible. For NGC 1817 the turnoff from the main sequence, due to the exhaustion of Hydrogen in the core of the stars, is located inside the instability strip. This makes NGC 1817 an obvious choice for CCD observations, because the stars in the instability strip, the pulsating candidates, are among the brightest stars in the cluster.

Observations

Two datasets were used for the analysis of variable stars in the open cluster NGC 1817. The first set of data was taken with the 1.5 m Danish Telescope at La Silla, Chile. The observations were carried out by Lars Glowienka and Henrik Robenhagen Jensen in January 2005. The DFOSC instrument was used to obtain time-series CCD images. A 2048 $\times$ 2048 CCD camera was used for the I, B and V filter data. The main part of the total observations were carried out using the B filter and a small part with the V and I filter. In Fig. 1 an image from the La Silla data is shown with the detected variables indicated.

The second dataset was collected using the 2.56 m Nordic Optical Telescope (NOT) at La Palma, Canary Islands. These observations were performed in January 2007 by Lars Glowienka. A mosaic of four 1024 $\times$ 1024 CCD cameras were used, and to cover even more, three areas of the cluster were observed. Two images were taken in one area, then the telescope was pointed to a new area where two images were taken, and then pointed to the last area where two images were taken. Then it was moved back to the first area again and so on. One night (13-01-2007) the observations were done with the V filter. The last 3 nights (14,15,16-01-2007) were observed with the B filter.

Data reduction

The two datasets were reduced separately using the Multi-Object Multi-Frame package (MOMF; Kjeldsen & Frandsen 1992). The package uses a point-spread function (PSF) and aperture photometry to determine the magnitude of every star in the observed field. In the La Silla data, time-series for 627 stars were obtained. The reduction of the data from NOT was a little more

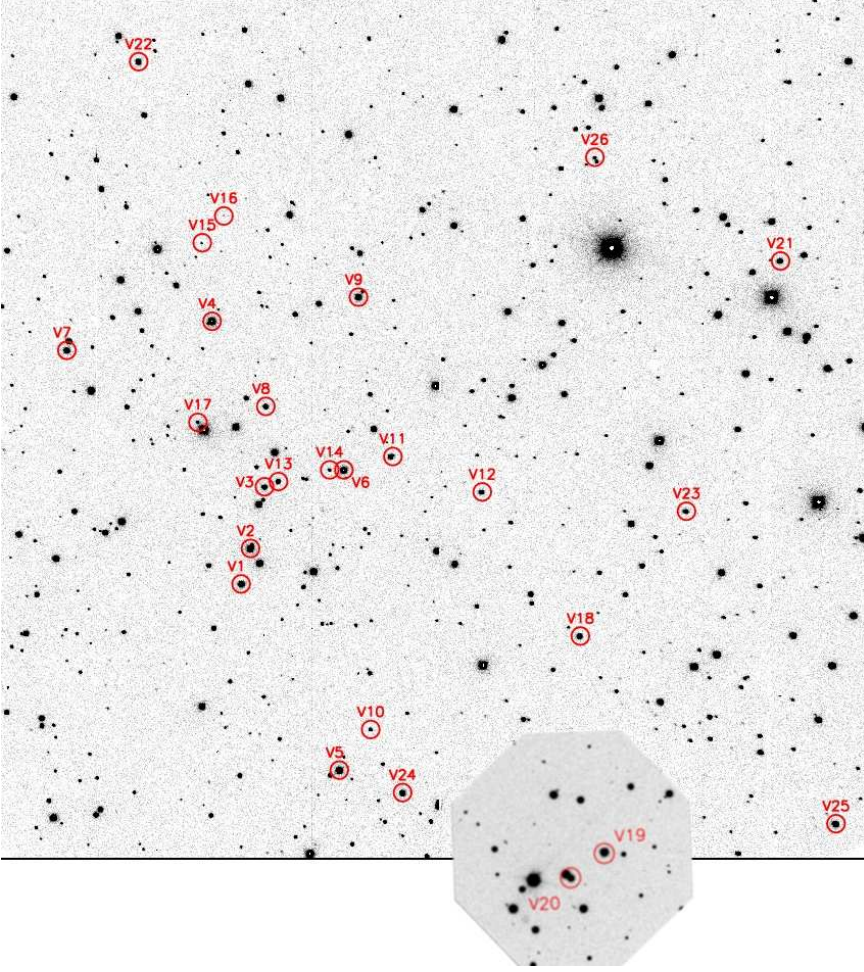


Figure 1: Finding chart for the variable stars (indicated) in NGC 1817. The La Silla field of view is $\sim 15' \times 15'$ and the inserted bottom image is part of one CCD image from NOT. It is rotated and scaled to match the La Silla image.

difficult. Because of drift in the position from night to night, every CCD area was reduced separately, which resulted in 12 different MOMF-reductions per night. After the reduction, data for the detected variables were combined by normalizing the magnitude for each night. This affects the analysis of the possible γ Doradus stars, because of their long variation periods. In the NOT

data around 60 stars were present in all of the 12 areas. Time-series of around 650 stars were obtained from the NOT data, because some of the areas were overlapping. Using MOMF, a precision of ~ 2 mmag for the brightest stars was obtained for the La Silla data, and ~ 1 mmag for the NOT data.

Results

Detecting the variables

The analysis of the time-series was done manually. Every star was checked visually for variability and the interesting stars were analyzed with the program Period04 (Lenz & Breger 2005). The investigation was done with the B filter data.

In Fig. 2, a part of the light curves for the new variable stars in NGC 1817 and some candidate variables in the field is shown. The frequency solution for the stars is superimposed with a solid line. These frequencies were determined with Period04, which applies a least square fit of sinusoids to the data. A criteria of a signal-to-noise ratio (S/N) of 4 for the detected frequencies was used (Breger *et al.* 1993 & Kuschnig *et al.* 1997). Because of the window-function this criteria is not sufficient, but gives a rough estimate of the range and number of oscillations present in the stars. Long period variations were subtracted from the data when it was clear that the variations were not intrinsic. In Table 1 basic data for all the variable stars are shown, including candidates. The first 18 variables were detected by Frandsen & Arentoft (1998) and Arentoft *et al.* (2005).

The V and B-V magnitudes for the variable V20 in Table 1 were determined by comparison of 2 stars in the overlapping region for the La Silla data and the NOT data. Then the transformation was applied to V20, which was done to get an idea about the position of the star in the color-magnitude diagram (CMD). The transformation will be explained in more detail below.

Frequency analysis

In Table 2 the frequency solution for the new variables is listed. Only the stars for which a significant solution could be determined are shown. Oscillations with a S/N higher than 4 were used. Because of the low number of detected frequencies, the S/N of every solution is listed as well. The noise level was determined after removing the signals from the table.

In Fig. 2 the light curves for the new variables are shown. The solid line is the least square fit solution, with the frequencies from Table 2. Because of the reduction technique no frequency analysis was possible for the two γ Doradus variables V23 and V24. The vertical dashed lines in these two plots are to

Table 1: Basic data for the variable stars in NGC 1817

ID	WIYN-ID	R.A. (2000.0)	Decl. (2000.0)	B	B-V	Class
V1	549	5 12 42.8	16 41 43	13.50	0.36	δ -Scuti
V2	641	5 12 40.8	16 42 00	12.85	0.41	δ -Scuti
V3	788	5 12 37.4	16 42 31	14.35	0.45	δ -Scuti
V4	985	5 12 32.2	16 44 52	12.58	0.41	δ -Scuti / Binary
V5	386	5 12 46.8	16 38 40	12.86	0.42	
V6	963	5 12 33.0	16 41 50	12.90	0.44	δ -Scuti
V7	650	5 12 40.1	16 46 07	13.71	0.39	δ -Scuti
V8	939	5 12 33.7	16 43 22	14.34	0.47	δ -Scuti
V9	1331	5 12 24.6	16 43 32	13.18	0.49	δ -Scuti
V10	534	5 12 43.6	16 38 46	16.28	0.46	δ -Scuti
V11	1090	5 12 30.3	16 41 28	14.28	0.44	δ -Scuti
V12	1203	5 12 27.8	16 40 07	14.64	0.50	δ -Scuti
V13	823	5 12 36.5	16 42 25	14.68	0.49	...
V14	943	5 12 33.7	16 42 00	16.40	0.87	...
V15	1116	5 12 29.1	16 45 49	18.23	1.00	...
V16	-	5 12 26.9	16 45 52	18.91	1.13	Binary
V17	773	5 12 37.4	16 43 56	16.63	0.72	δ -Scuti
V18	1128	5 12 29.9	16 37 30	14.17	0.47	Binary
V19	-	5 12 38.4	16 34 54	13.28	0.33	δ -Scuti
V20	-	5 12 41.2	16 34 58	~ 14.24	~ 0.57	δ -Scuti
V21	-	5 12 04.0	16 39 21	14.37	0.42	δ -Scuti
V22	-	5 12 23.8	16 48 27	13.97	0.47	δ -Scuti
V23	-	5 12 19.5	16 37 41	14.64	0.46	γ -Dor
V24	476	5 12 45.0	16 37 44	13.41	0.80	γ -Dor
V25	-	5 12 26.9	16 32 42	13.28	0.67	γ -Dor
V26	-	5 12 07.6	16 42 29	16.81	0.69	δ -Scuti

The variable ID for the first 18 stars is that given by *Arentoft et al. (2005)* and the WIYN-ID is the star number from the WIYN catalog. Right ascension is given in hours, minutes and seconds and declination is given in degrees, arcminutes and arcseconds.

indicate that it is not possible to combine the light curve from the different nights. Therefore no frequency analysis of these stars is possible. V21 is clearly a multiperiodic δ Scuti star (cf. Fig. 2), but the data was not sufficient for a frequency solution.

Table 2: Pulsational data for the new variables in NGC 1817

ID	f_1	$(S/N)_1$	f_2	$(S/N)_2$	f_3	$(S/N)_3$	Class
V19	10.89	25.7	11.73	21.7	14.83	4.57	δ -Scuti
V20	24.05	5.21	...	...	...	...	δ -Scuti
V22	14.15	9.14	...	...	...	...	δ -Scuti
V25	0.3507	130	...	...	...	...	γ -Dor
V26	4.653	5.80	6.112	4.90	...	...	δ -Scuti

The frequencies are given in cycles per day and the S/N ratio is shown for every frequency.

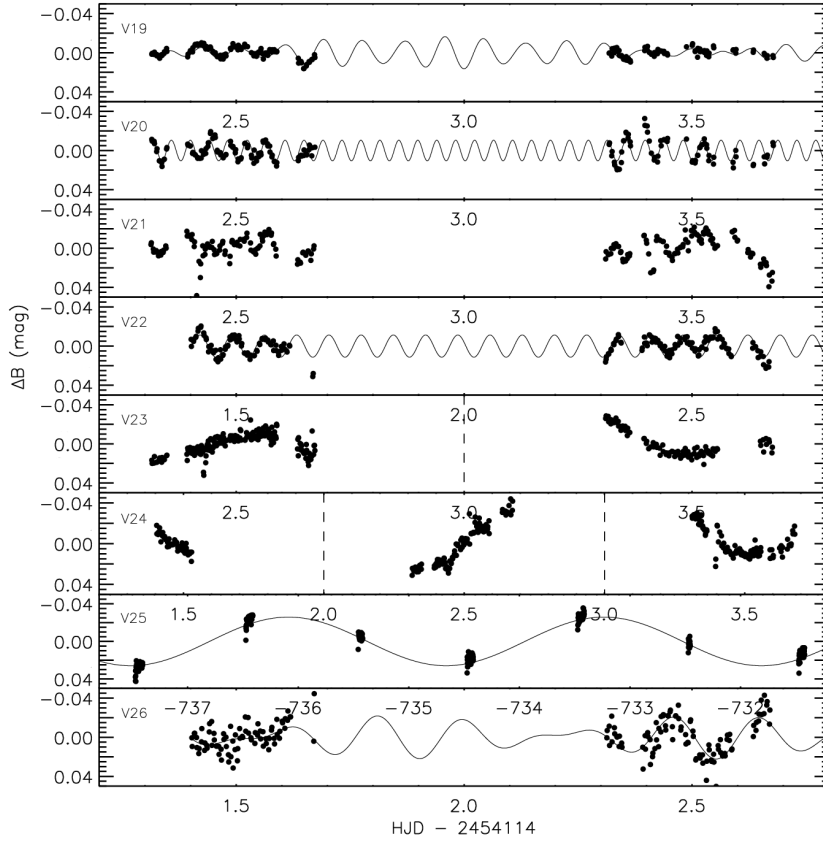


Figure 2: Light curves for the 8 new variables

The color-magnitude diagram

A transformation from the observed V and B data, from La Silla, was done using the WIYN Open Cluster Study (Wisconsin, Indiana, Yale and NOAO) catalog of standardized CCD photometry. 96 stars, which were identified in both WIYN and the La Silla data, were used to obtain the offset transformation. The position of the stars was used to match the different stars in the two data sets.

In Fig. 3 the CMD for the stars in the observed field from La Silla is shown. The variable stars are indicated; diamonds indicate δ Scuti variables, squares indicate binary systems, triangles indicate γ Doradus variables and circles indicate

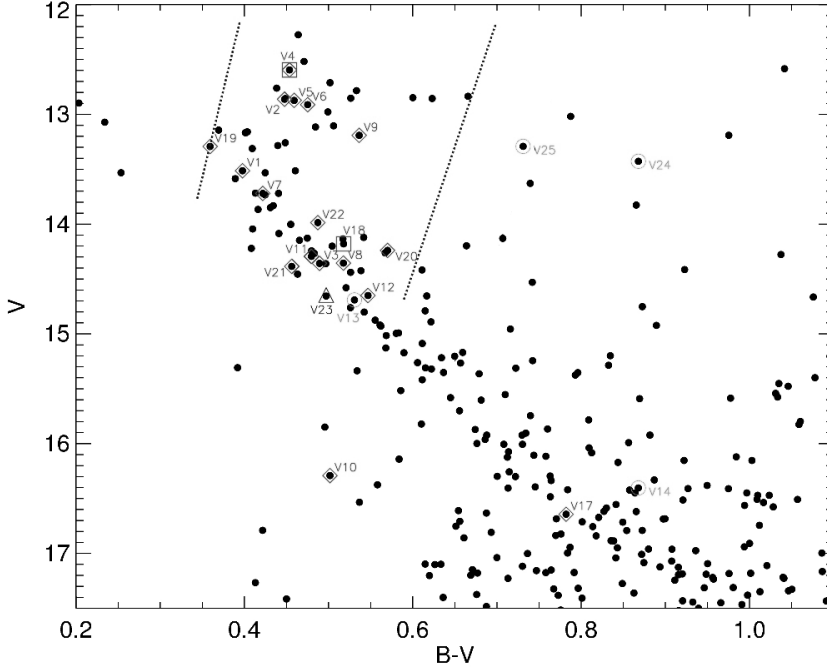


Figure 3: Color-Magnitude diagram for stars in i NGC 1817

candidate variables.

The instability strip (*Zwintz 2008*) for NGC 1817 is superimposed with the dashed lines. It is evident that most of the variables are located inside the instability strip. We also see that the stars inside the strip are positioned close to the cluster sequence, which means that most of the stars in the instability strip are likely cluster members. Errors in the CMD are dominated by transformation errors, but the figure is in good agreement with the CMD determined by *Arentoft et al. (2005)*.

Conclusion

The detection of 17 δ Scuti variables, 2 eclipsing binaries (one with a component that is also a δ Scuti) and 8 other possible variables, 4 which could be γ Doradus variables, one contact binary, one δ Scuti and 2 other candidates, is at the moment the highest concentration of δ Scuti variables in any open cluster. This makes NGC 1817 a very interesting asteroseismic target. The

combination of δ Scuti stars and eclipsing binary systems in an open cluster makes this particular target of greatest interest.

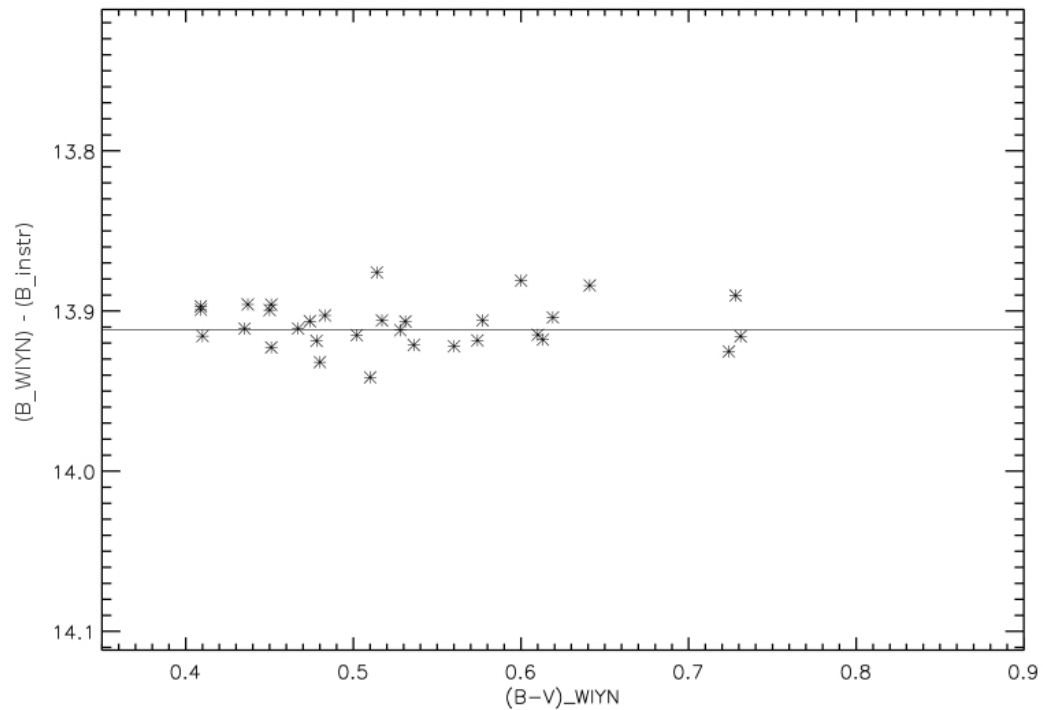
Membership determination of the variables by considering the proper motion, and spectroscopic study of the eclipsing binaries will be the next step. J. Molenda-Żakowicz et al. (2009) used spectroscopic observations of 11 variable stars in NGC 1817 to analyze these stars further. In the future a multisite campaign will be needed to get sufficient time-series data to make asteroseismic study of the individual stars possible.

References

- Arentoft, T., Bouzid, M. Y., Sterken, C. et al. 2005, *PASP*, 117, 601
- Balaguer-Núñez, L., Jordi, C., Galadí-Enríquez, D. et al. 2008, *A&A*, 426, 819
- Breger, M., Stich, J., Garrido, R. et al. 1993, *A&A*, 271, 482
- Breger, M. 2000, in *ASP Conf. Ser. 210, Proceedings of Delta Scuti and Related Stars*, ed. M. Breger & M. H. Montgomery (San Francisco: ASP), 3
- Frandsen, S., & Arentoft, T. 1998, *A&A*, 333, 524
- Kjeldsen, H., & Frandsen, S. 1992, *PASP*, 104, 413
- Kuschnig, R., Weiss, W. W., Gruber, R., et al. 1997, *A&A*, 328, 544
- Lenz, P., & Breger, M. 2005, *CoAst*, 146, 53
- Machado, L. Fox., Schuster, W. J., Zurita, C., et al. 2008, *CoAst*, 156, 27
- Molenda-Żakowicz, J., Arentoft, T., Frandsen, S., et al. 2009, *ACTA ASTRONOMICA*, 59, 69
- Zwintz, K. 2008, *ApJ.*, 673, 1088

Bilag B

CMD transformation

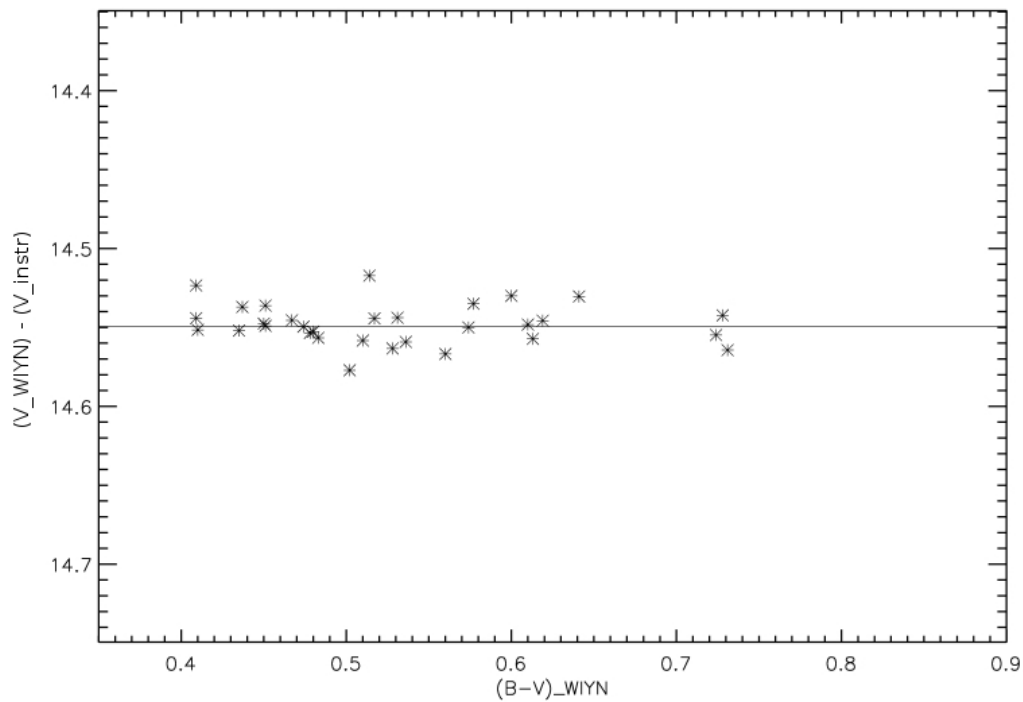


Figur B.1: De 31 brugte stjerner plottet som funktion af farveleddet. Her er det for B filter dataet.

Figuren ovenfor viser hvordan de 31 stjerner, der er brugt til bestemmelse af B-transformationen fra de instrumentelle størrelsesklasser til standard størrelsesklasser, ikke afhænger af deres farve. Fra disse 31 stjerner blev middelværdien brugt som

offset for transformationen. Middelværdien er den fuldtoptrukne linje. Figuren viser de 31 benyttede stjerner observeret med et Bessel B filter.

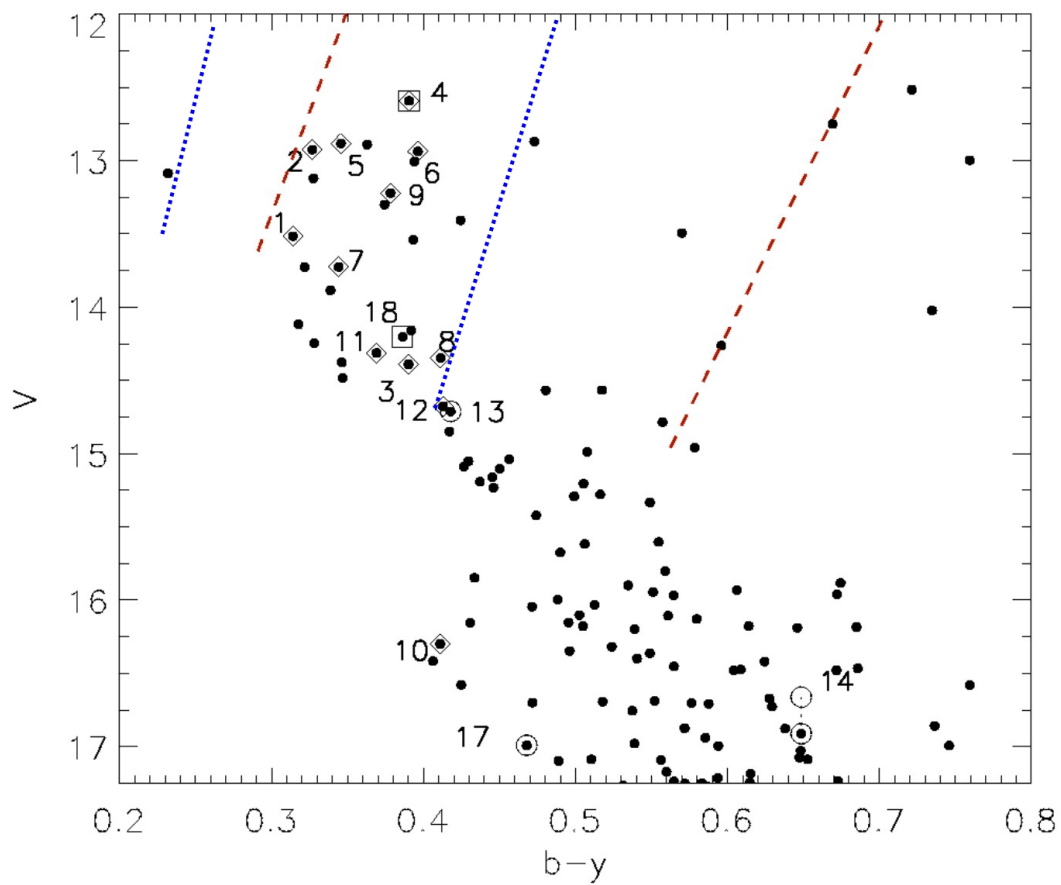
Nedenfor vises helt det samme for disse stjerner observeret med et Bessel V filter i stedet. Her ses det også, at der ikke er nogen betydelig farveafhængighed og middelværdien er også vist.



Figur B.2: De 31 brugte stjerner plottet som funktion af farveledet. Her er det for V filter dataet.

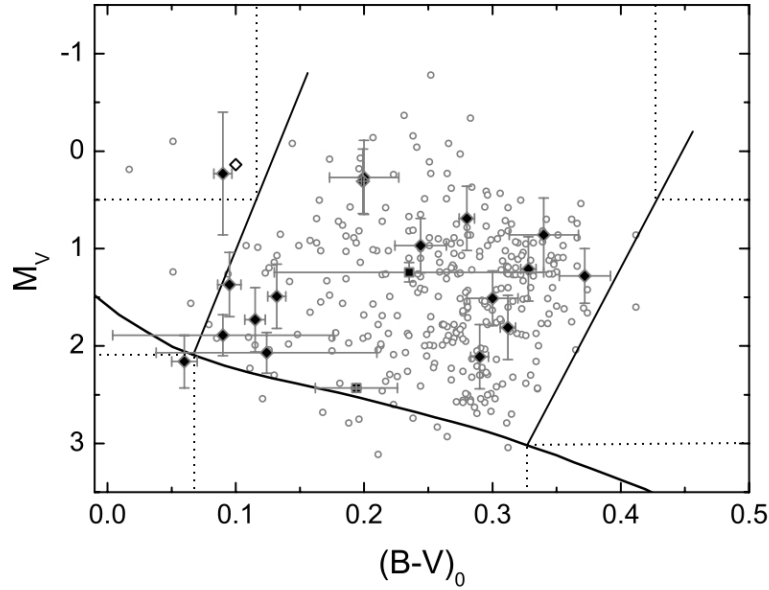
Bilag C

δ Scuti instabilitetsströben



Figur C.1: CMD for NGC1817 fra [5], med deres instabilitetsstribe (røde stiplede linjer) og min (blå stiplede linjer). Mine striber er fra [12]. Den anvendte instabilitetsstribe ses på Figur 3.2.

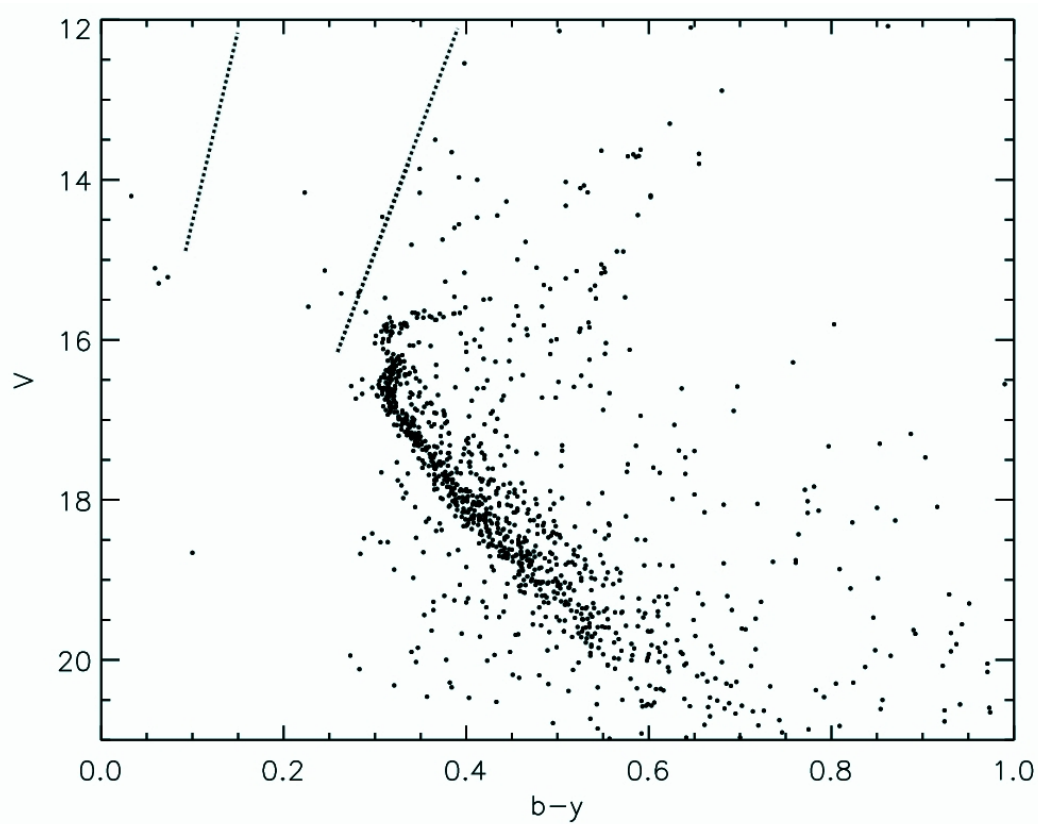
På Figur C.1 ses farve-lysstyrke diagrammet fra [5], med deres bud på δ Scuti instabilitetsriben. Da observationerne ikke stemte så godt overens med mine resultater, tjekkede jeg deres instabilitetsstribe med Bregers (2000). Disse passede ikke sammen og jeg overførte Bregers, som ses som de blå stiplede linjer, til figuren. Denne instabilitetsstribe stemte meget bedre overens med de fundne δ Scuti og γ Doradus stjerner.


 Figur C.2: δ Scuti instabilitetsstriben og δ Scuti stjerner i CMD'et fra [65].

På Figur C.2 ses δ Scuti instabilitetsstriben (de skrå rette linjer) og ZAMS (den fuldt optrukne snoede linje). Åbne cirkler er klassiske verificerede δ Scuti stjerner, ruder og kvadrater er Pre-Main-Sequence δ Scuti kandidater [65]. Denne instabilitetsstribe blev brugt til at indtegne instabilitetsstriben for NGC 1817 på Figur 8.1, hvor der blot skulle korrigeres for farve-excess ($E(B - V) = 0.27$) på x-aksen og afstandsmodulet ($V - M_V = 10.9 + 3.1 \cdot E(B - V)$) på y-aksen. De stiplede linjer på figuren indikerer de 4 punkter, jeg benyttede til at overføre denne instabilitetsstribe til mit CMD. I Tabel C er de anvendte transformationsværdier for både Johnson (B-V) og Strömgren (b-y) fotometri opskrevet.

 Tabel C: Anvendte transformationsværdier for δ Scuti instabilitetsstriben til Johnson B-V og Strömgren b-y fra henholdsvis Figur C.2 og Figur 3.2.

Johnson				Strömgren			
Blå kant		Rød kant		Blå kant		Rød kant	
M_V	$(B - V)_0$	M_V	$(B - V)_0$	M_V	$(b - y)_0$	M_V	$(b - y)_0$
2.1	0.07	3.0	0.33	1.8	0.03	3.0	0.21
0.5	0.12	0.5	0.43	0.5	0.065	0.5	0.285

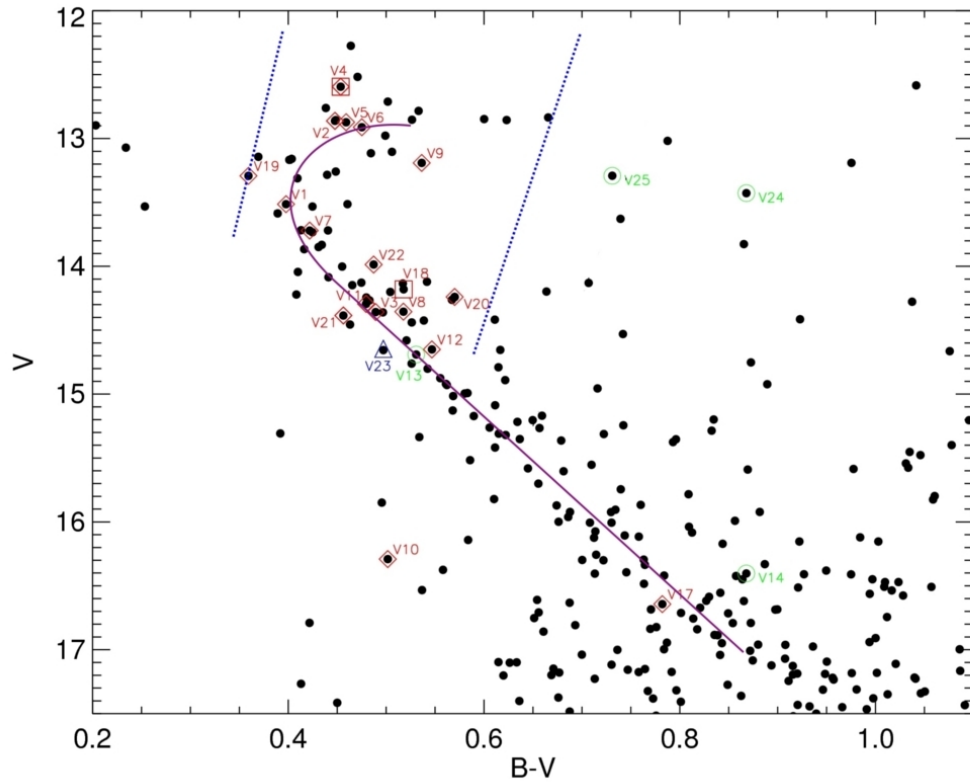


Figur C.3: CMD for NGC 2243 med δ Scuti instabilitetsstriben (de stiplede linjer). Anvendt til plot af instabilitetsstriben på Figur 8.25

På Figur C.3 ses CMD'et for NGC 2243, dannet af Frank Grundahl. De stiplede linjer viser δ Scuti instabilitetsstriben fra [12].

Bilag D

CMD Isokron



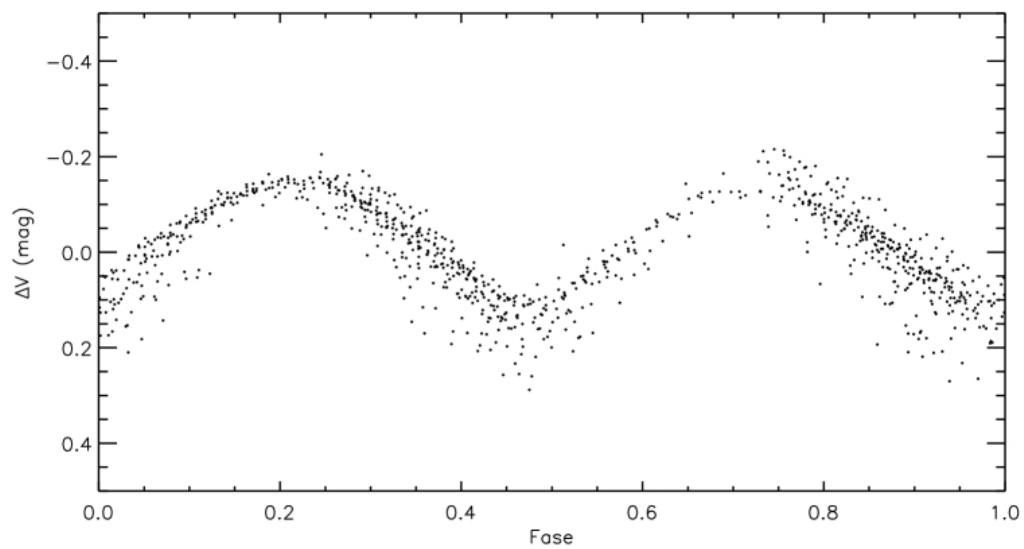
Figur D.1: Farve-lysstyrke diagram for NGC 1817 med indtegnet isokron.

På figuren ovenfor er farve-lysstyrke diagrammet for NGC 1817 plottet og en isokron, tegnet med løs hånd ud fra tætheden af stjernerne på plottet, er vist.

Dette er ikke en teoretisk udregnet isokron, men den er indtegnet blot for at vise, hvordan man ville forvente at stjernerne var placeret ideelt set.

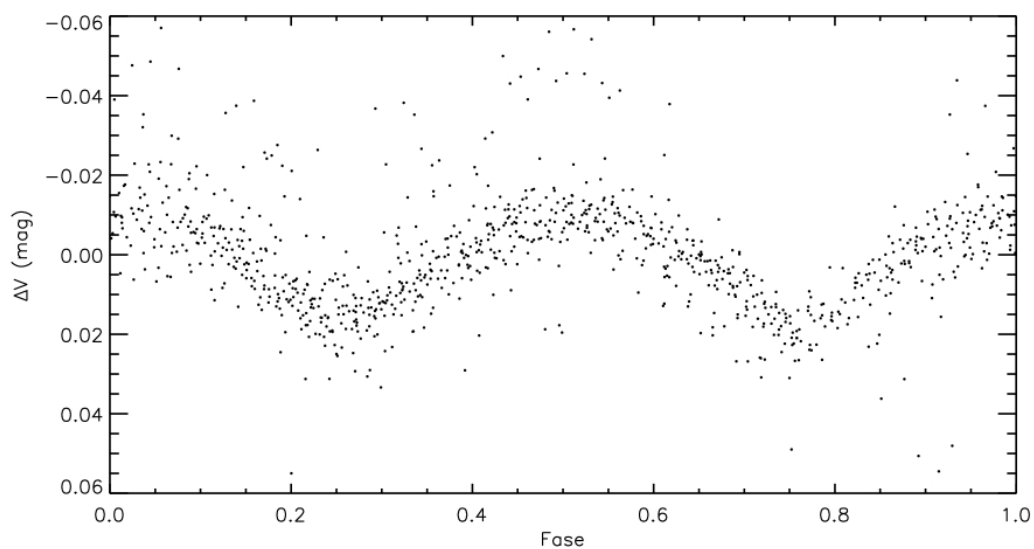
Bilag E

Lyskurver og fasediagrammer for variable stjerner i NGC 2243



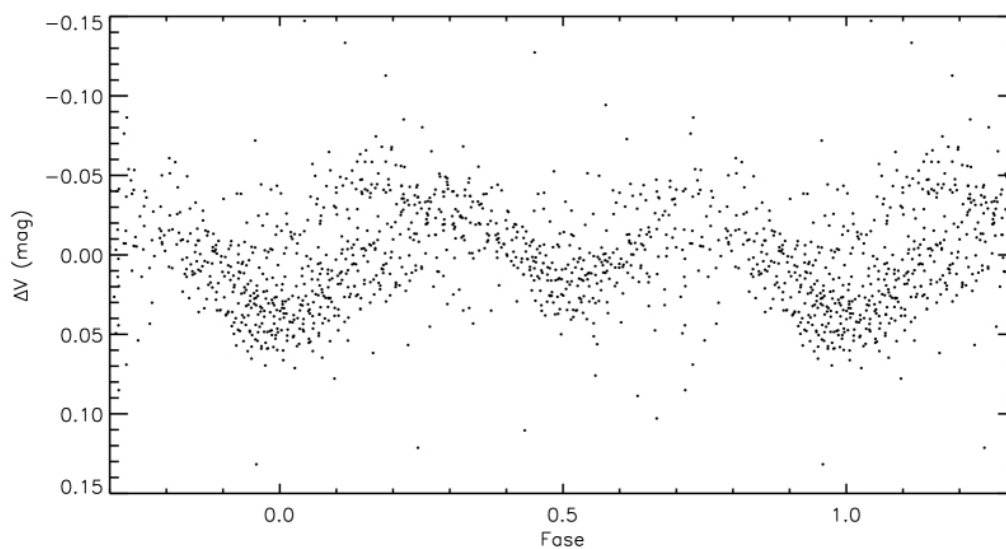
Figur E.1: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V2.

På Figur E.1 ses fasediagrammet for den variable stjerne V2 i NGC 2243. V2 er en formørkelsesvariabel stjerne hvor de to komponenter ligger meget tæt på hinanden.



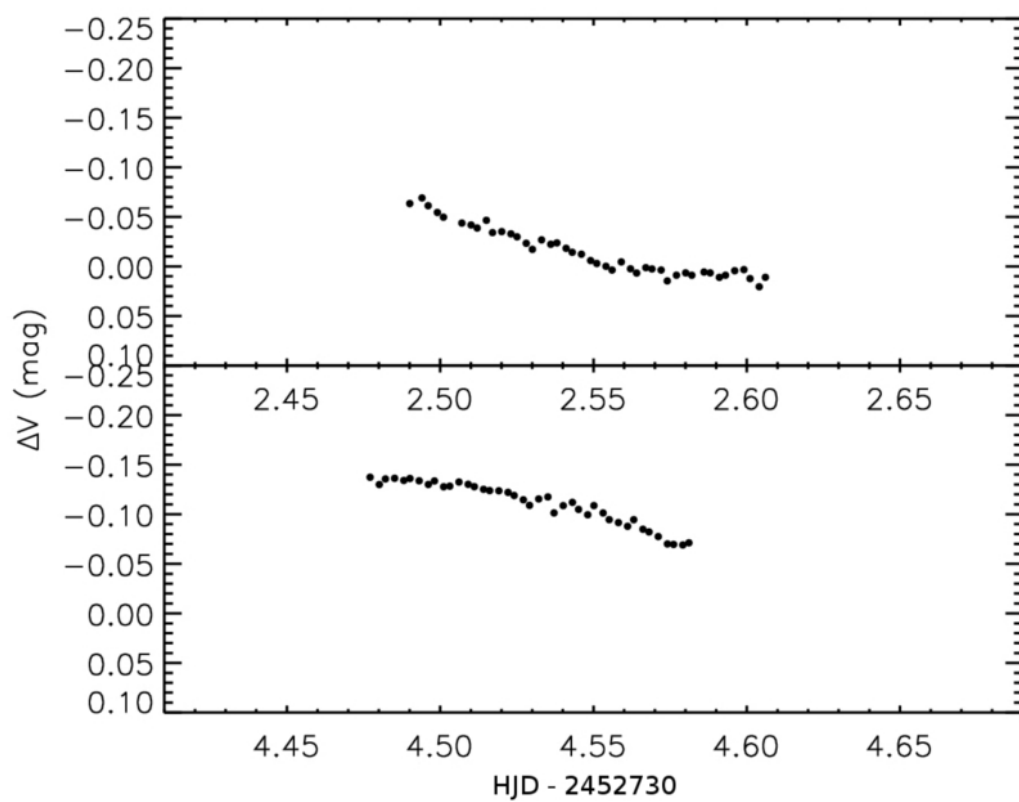
Figur E.2: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V10.

På Figur E.2 ses fasediagrammet for den variable stjerne V10 i NGC 2243. Denne stjerne er enten en formørkelsesvariabel stjerne af typen "contact binary" eller en monopperiodisk δ Scuti stjerne.



Figur E.3: Fasediagram for den variable stjerne NGC 2243 - V12.

På Figur E.3 ses fasediagrammet for NGC 2243 - V12. Denne stjerne er sandsynligvis en formørkelsesvariabel.



Figur E.4: Lyskurve for den variable stjerne NGC 2243 - V16.

På Figur E.4 ses dele af lyskurven for den nye variable stjerne, V16, som ligger i feltet for NGC 2243. Lyskurven indikerer at denne stjerne er en pulserende variabel stjerne.

