

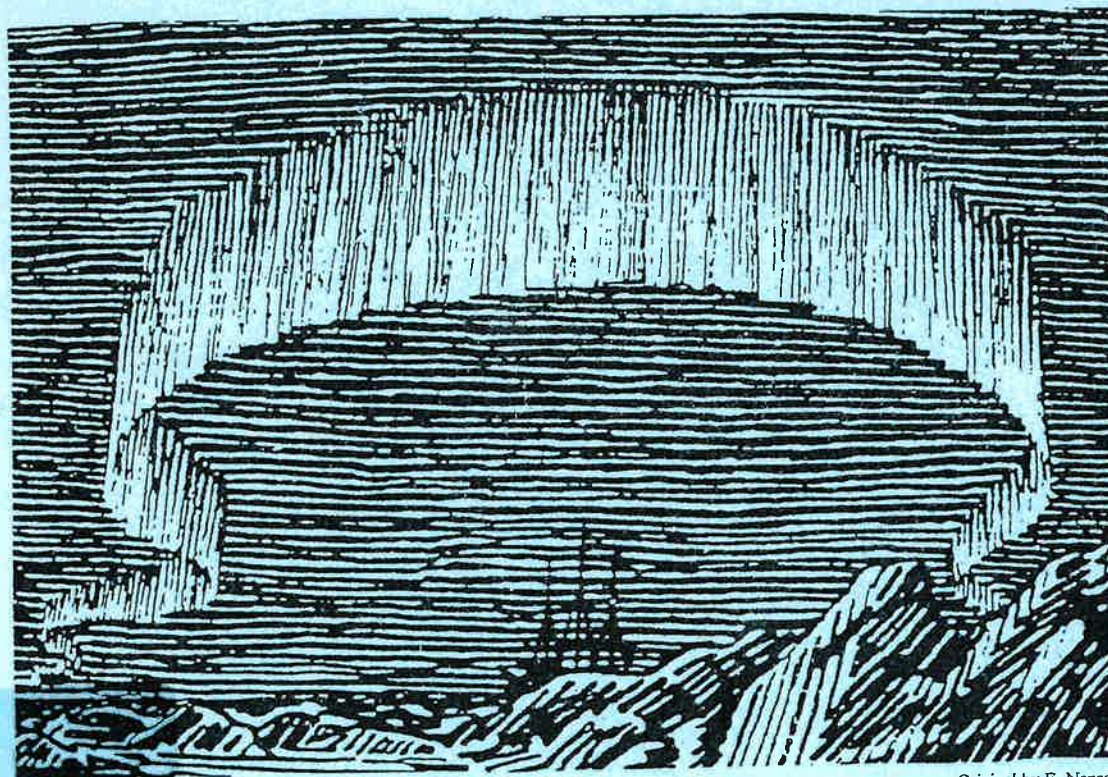


PRESISJONS FOTOMETRI UED SKIBOTN OBSERVATORIUM

Cand. Scient. oppgave i fysikk av

Tommy Thomassen

17. desember 1996



Original by F. Nansen

INSTITUTT FOR MATEMATISKE REALFAG

Fysikkseksjonen

Nordlysobservatoriet

Universitetet i Tromsø, 9037 Tromsø, telefon: 77 64 51 50, telefax: 77 64 55 80

IMR 423



97C001922



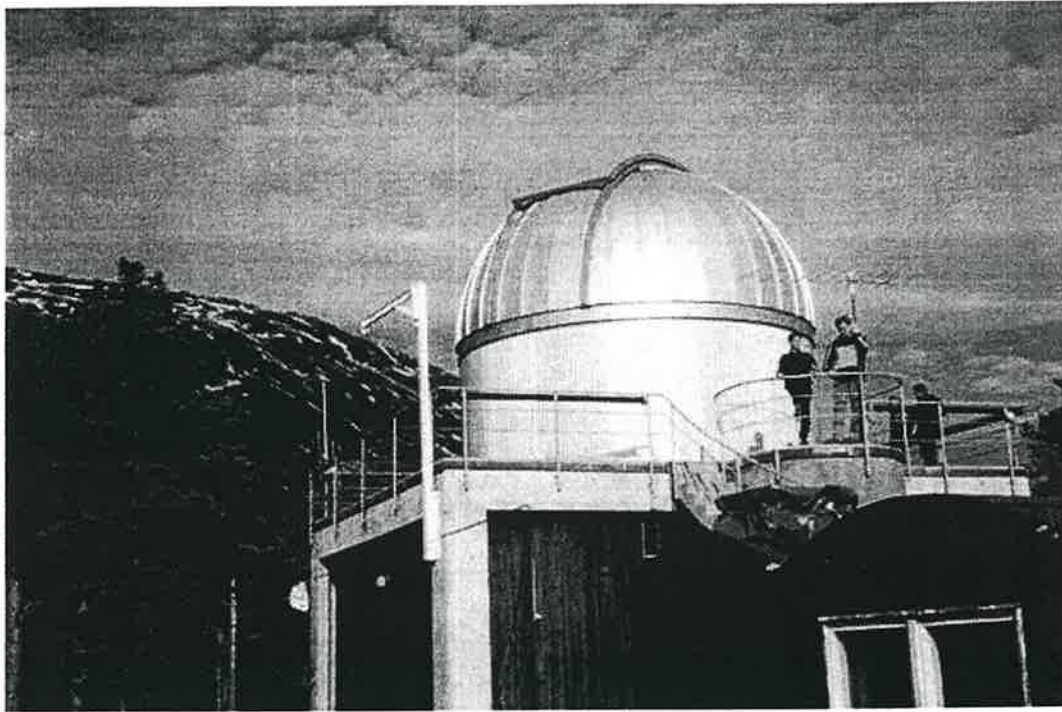
PREKJØNNEFLOTTET I 1922

1922

1922

1922





Wolfgang Zima og undertegnende nyter utsikten fra taket til kontrollrommet/kuppelbygget
(Tatt fra en annen vinkel i forhold til figur 3.1).

97c001922



Innhold

1	INNLEDNING	2
1.1	Forord	3
1.2	Introduksjon	3
2	FOTOMETRI	5
2.1	Fotometriske metoder	6
2.1.1	WET- og DSN fotometri	6
2.1.2	Ekstinksjon og UBV-fotometri	9
2.2	Presisjonsfotometri med litt historikk	12
2.3	Feilkilder (fra atmosfære til datamaskin)	14
3	SKIBOTN SOM OBSERVASJONSTED	18
3.1	Klimaforhold og geografi	19
3.2	Tidligere fotometri i Skibotn	24
4	INSTRUMENTERING	28
4.1	Teleskopet	29
4.1.1	Kolimering av teleskopet	33
4.2	Fotometeret	35

4.2.1	Utseende og virkemåte	35
4.2.2	Historie	39
4.2.3	Følsomhetskurver av U, V og B-filteret og følsomhetskurver/Spenningskurver til fotomultiplikatorene	44
4.2.4	Måling av blenderens størrelse	46
4.2.5	Forsterker/diskriminator	47
5	METODER VED OBSERVASJON OG REDUKSJON	48
5.1	Observasjonsteknikk	49
5.1.1	DSN kampanjen	49
5.1.2	UBV	50
5.2	Fremgangsmåte ved reduksjon	52
5.2.1	Bakgrunnsdata	52
5.2.2	Wien-teknikk for DSN kampanjen	52
6	RESULTATER og ANALYSE	55
6.1	Bakgrunnsmålinger	56
6.1.1	Tommy008	56
6.1.2	Alle netter	59
6.2	Bakgrunn med nordlys	75
6.2.1	Konklusjon	78
6.3	Eksempel på en måling av C2	91
6.4	Skanning av området rundt hver stjerne	93
6.5	Resultater fra δ -Scuti kampanjen i Skibotn	99
6.5.1	Fourier transform og detekterte frekvenser	102
6.6	UBV målinger og 2. ordens ekstinksjon	108

7	KONKLUSJONER og FORSLAG TIL VIDERE ARBEID	115
A	LOG DATA	118
B	KONTINUELIG BAKGRUNNSOBSERVASJON	123
C	UBV STANDARDSTJERNER	129
D	BIBLIOGRAFI	131

Kapittel 1

INNLEDNING

1.1 Forord

Denne oppgaven har vært et lærerikt studium når det gjelder forståelsen av hvordan en utfører UBV-fotometri og fotometri på variable stjerner, og hvordan instrumentene man bruker fungerer og hvordan dataene reduseres.

Den første ordentlige kontakt jeg hadde med teleskop og instrument var våren 1995, der jeg deltok i kurset FYS-431. I perioden 16/5 til 20/6 1995 dro jeg til Wien for å lære å redusere data fra differensiell fotometri. Der foregikk reduksjon av FG Vir kampanjen fra høsten 1994. Det er den samme metoden som er blitt brukt til å redusere data fra δ Scuti kampanjen i Skibotn (9/2-16/3 1996).

I midten av august 1995 dro jeg til Vilnius (Litauen), der jeg tilbrakte mesteparten av tiden sammen med Edmund Meistas. Hovedpoenget med turen var å bli ordentlig kjent med 3 stjerners teknikken. Det ble desverre ingen klare netter i løpet av de 3 ukene jeg var der, så mesteparten av tiden gikk med til testing av fotometeret og lære hvordan det fungerte. Våren 1996 ble benyttet til observasjon ved Skibotn Observatorium. Det primære ved observasjonen var deltakelse i δ -Scuti kampanjen. Jeg skulle undersøke med hvor god presisjon det gikk an å måle slike stjerner når vi har forstyrrelser fra nordlyset.

Jeg vil takke Jan-Erik Solheim for utmerket veiledning, Edmund Meistas for hans hjelp med forståelsen av instrumentet, Ove Hardang som veileder 2, Per Ivar Emanuelsen for hjelp med det data-tekniske, Christophe Massacand for hjelp i Skibotn og tilgjengelighet med spørsmål, min samboer og forlovede Mette for støtte på alle mulige måter, hele familien min i Svolvær, og til slutt en takk til Statsmeteorolog Geir Bøyum for hans hjelp til den meteorologiske delen av oppgaven.

1.2 Introduksjon

Fotometrisk arbeid kan deles inn i tre hovedgrupper: observasjon, reduksjon og tolking av data. Under observasjon vil flere årsaker virke inn på resultatet: Lysets transmisjon gjennom atmosfæren, måleutstyrets kvalitet og vår behandlig av det samt nordlysaktivitet som adderer bakgrunnstøy til måle resultatene på våre breddegrader. Et mål med datareduksjonen blir da å forsøke å korrigere for disse faktorene.

I kapittel 2 beskriver WET og DSN som fotometriske metoder. Vi går gjennom hvordan lys absorberes gjennom atmosfæren, og forklarer hva UBV fotometri er for noe. Til slutt går vi gjennom feilkildene som fins ved en stjerne observasjon

med et måleinstrument. Kapittel 3 handler om Skibotn som observasjonssted når det gjelder klima og geografi. Her ser vi på hvilke meteorologiske fenomen som kan gi gode og dårlige observasjonsforhold. Vi ser også på hva som er gjort tidligere av fotometri ved Skibotn Observatorium. I kapittel 4 gjennomgår vi alle deler av instrumentene som ble brukt til målingene. Historien til pannekakefotometeret og hvordan blenderens størrelse ble målt er også tatt med her. Kapittel 5 beskriver hvilke metoder som ble brukt ved observasjon i DSN-kampanjen og måling av UBV standardstjerner for å finne ekstinksjonskoeffisienter. Fremgangsmåten ved reduksjon av måledata er også forklart her.

Mesteparten av kapittel 6, som tar for seg resultatene som ble oppnådt i vårsesongen 1996, går med til å vise hvordan bakgrunnsignalene i begge kanaler oppfører seg i forhold til hverandre. Det ble lagt ned mye arbeid i å finne beste måte å korrigere for den svært varierende bakgrunnen som forårsaket fluktrasjoner i målinger av lys fra stjerner. Det blir også vist hvordan man forsikrer seg mot at det ikke finnes stjerner i bakgrunnskanalen eller stjerner i noen av kanalene hvor bakgrunn observeres. Resultatene fra DSN-kampanjen som ble utført i Skibotn samt et forsøk på å finne ekstinksjonskoeffisienter vises også i dette kapitlet. Alle disse resultatene blir beskrevet og forsøkt tolket. Til slutt i kapittel 7 presenterer vi konklusjoner av hva resultatene har vist oss. Hvilke resultater har dette arbeidet gitt i forhold til tidligere? I tillegg vil vi foreslå hvordan Skibotn observatorium kan fungere som observasjonssted i fremtiden.

Kapittel 2

FOTOMETRI

2.1 Fotometriske metoder

Vi beskriver først to metoder for fotometri som er en ny måte å samle fotoner fra stjerner på. Vi har også fotografisk fotometri (ca. 100 år gammel) og visuell fotometri som er flere hundre år gammel. En kort fotometri-historisk oversikt gis også. Deretter forklarer vi hva ekstinksjon og UBV-fotometri er for noe.

2.1.1 WET- og DSN fotometri

WET (Whole Earth Telescope) er et samarbeid mellom astronomer fra over 10 nasjoner. Disse reiser ut til hvert sitt observatorium gjennomsnittlig 2 ganger i året for å observere samme objekt. Teleskopene som blir brukt er mellom 1 og 2 m i diameter. Lengdegradfordelingen av observatoriene gjør det mulig å følge samme objekt etter hvert som jorda roterer. Hovedpoenget med WET er å få en kontinuelig lyskurve fra objektet som observeres. Ønskelig lengde på lyskurven uten "gap" er fra 1 til 2 uker. Motivasjonen for å skaffe en slik lang sammenhengende lyskurve er å detektere så mange frekvenser fra multi-periodiske variable stjerner som mulig. I tillegg vil vi få god oppløsning av nærliggende frekvenser. De mest vanlige objektene som observeres er hvite pulserende dverg-stjerner som en del av binærsystem eller alene. Disse objektene er så lyssvake at det anbefales ikke teleskop mindre enn 1 m. Første WET-kampanje var i mars 1988, og har siden da vært gjentatt hvert år frem til i dag. Ed Nather (Texas) blir sett på som oppfinneren av WET [Nather, et.al, 1990].

Et minimum av utstyr som er påkrevd er et 2-kanals høy-hastighets fotometer med guiding-mulighet. Det må altså være mulighet til å observere en sammenligningstjerne i kanal 2. Det blir foretrukket å bruke et 3 kanals fotometer av typen som er laget i Texas. Fordelen med en tredje kanal er at himmelbakgrunnen kan observeres kontinuelig sammen med variabel stjerne i kanal 1 og sammenligningstjerne i kanal 2. Med et 2 kanals fotometer er det bare mulig å måle bakgrunn ved å flytte teleskopet bort fra stjernene, og dermed miste målepunkter på lyskurven. Instrumentet må også være mobilt slik at en kan reise til steder som ikke har slike instrument. Det kreves også en bærbar datamaskin (laptop) til å lagre data på, fordi steder som Uzbekistan ikke har slike fasiliteter.

Hver kampanje har ca. 2 objekter som hovedmål. Hvilke objekter som skal observeres avhenger av hvem som får søknaden sin oppfylt. Denne personen får også ansvaret for å lede samt redusere data fra kampanjen. Observasjons-nettverket kontrolleres ved daglig kontakt mellom observatører og hovedkvarteret. Hovedkvarteret er der hvor hele kampanjen styres fra. På denne måten holder alle seg

oppdatert på hva som er blitt gjort og hvilket objekt som skal observeres påfølgende natt. Dette er viktig på steder der flere observatorier befinner seg på samme lengdegrad. De må gi kontinuerlig rapport til hovedkvarteret om værforhold slik at observatorier med best forhold får observert. Dermed unngås misforståelser i tillegg til at det forsikrer at objektet med høyest prioritet blir observert til enhver tid. Dersom to observatorier på samme lengdegrad har klarvær, kan hovedkvarteret bestemme at et av disse skal observere objekt nummer 2. Observatører som drar til sentral-Asia for å observere er avhengig av satelitt kontakt med omverden, fordi der finnes ikke telefon nett som fungerer. Undertegnende var selv et slikt mellomledd under vår-kampanjen 1995. Vi brukte TUBSAT-kommunikasjon som gjorde det mulig å sende/motta ca. 30 tegn via satelitt. En måtte være på vakt hele tiden slik at en fikk med seg de viktigste satelitt-passasjene (omløpstid på 1 t og 40 min, polar bane). Meldinger ble nottatt via telefon fra hovedkvarteret, og skriftlig beskjed sendt via satelitten til observatørene.

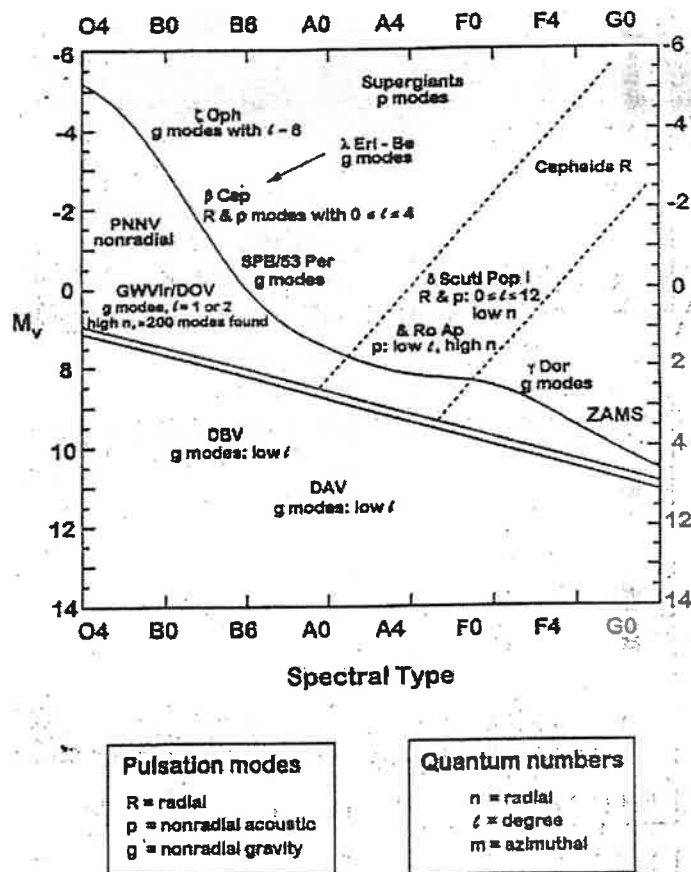
En av de mest åpenbare fordelene med WET er at det samles et stort antall fotoner fra objekter med høyest prioritet, noe som resulterer i en sterk forbedring av signal-til-støy forholdet sammenlignet med observasjoner gjort av 1-2 m teleskop alene. Får å oppnå best mulig presisjon er det viktig å unngå gap i lyskurven. Et eksempel på det er kampanjen i mars, 1990 ("pre-white dwarf" PG1159-035), der 264 timer med data ble observert i løpet av 12 døgn som ga 90% dekning av lyskurven. Dette ga en øking i detekterte perioder fra ~ 10 til over 100 [Winget, et.al, 1991].

DSN (Delta Scuti Network)-kampanjer er lik WET når det gjelder observasjoner av samme objekt fra forskjellige plasser på Jorda. Ellers er det mange ulikheter mellom WET og DSN. DSN har også som hovedmål å få lengst mulig kontinuerlig observasjon av stjerner. Forskjellen er at det er δ -Scuti stjerner (i stedet for hvite dverger) som blir observert. Disse stjerne-typene har perioder som strekker seg fra 30 min til et par dager med amplituder mellom noen få mmag (millimagnitude) til noen få tidels magnituder. Det er ikke påkrevd fotometer med minst 2 kanaler (slik som WET). Enkanals klassisk fotometer er foretrukket instrument, fordi det er lett å korrigere for drift av fotomultiplikatoren og, fordi lav-frekvente perioder gjør det mulig å benytte differensiell fotometri-metode (se kapittel 5.1.1). For å oppnå høyest mulig presisjon er det nødvendig å observere 2 sammenligningstjerner like ofte som den variable stjernen. På grunn av styrken til disse stjernene ($V \sim 5 - 7$ mag) er det vanlig å bruke teleskop mellom 50 og 100 cm. Dette gjør at en blant annet kan observere slike stjerner i Skibotn. For å holde støyen forårsaket av scintillasjon under 1 mmag for slike små teleskop settes den totale integrasjonstiden til å være fra 30 til 60 sekunder (vanligvis 3 til 6 integrasjonspunkter med 10 sekunders integrasjonstid for hvert punkt for hver måle serie, se for eksempel figur 6.24). Når en tar hensyn til at det går med tid til å måle bagrunn i tillegg til teleskopføring og sentrering av stjerne, vil en syklus

[Breger, 1995a] på tre stjerner kunne måles innenfor en tidsramme på 5 minutter.

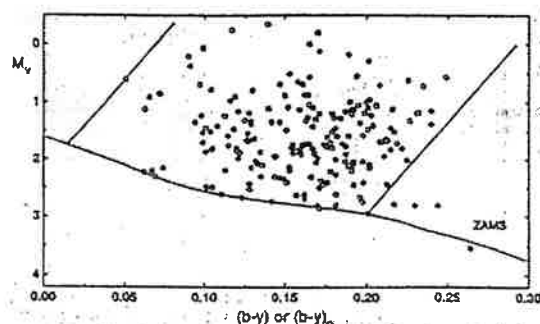
3-stjerners teknikken som benyttes i DSN-kampanjen fører til at de fleste typer feil kanselleres og en unngår problemer med drift som kan forekomme i multikanals fotometer. Men som Breger [1995a] poengterer er prisen man må betale færre målepunkter pr. tid og det er derfor ikke mulig å bestemme perioder kortere enn 30 min.

δ -Scuti stjerner er muligens de mest tallrike ikke-degenererte pulserende stjernene i galaksen vår som kan observeres på nåværende tidspunkt. De har spektralklasser fra A til tidlig F og luminositetsklasser V til III (populasjon I stjerner). Figurene 2.1 og 2.2 viser hvor langt de er kommet i utviklingen (hvor de befinner seg i HR diagrammet).



Figur 2.1: Figuren er hentet fra Breger [1995c] og beskriver hans personlige samling av forskjellige grupper av populasjon I pulsatorer som er varmere enn sola. Vi ser også hvor δ -Scuti stjernene er samlet i forhold til de andre gruppene.

Lysvariasjonene har amplituder som strekker seg fra noen få mmag opp til flere



Figur 2.2: Figuren er hentet fra Breger [1995b]. De åpne sirklene viser posisjonen til populasjon I δ -Scuti stjerner. De lukkede sirklene viser posisjonen til γ -Dor stjerner. 4CVn er plassert i punktet $b - y = 0.224$ og $M_V = 0.62$

tidels mag. Noen av δ -Scuti stjernene er enkel eller dobbel periodisk radiell pulsatorer, men de fleste er multi-periodiske og pulserer med en blanding av radielle og ikke-radielle p (“pressure”) moder [Kurtz, 1988]. De utgjør minst 20% av alle A stjernene.

Kurtz [1988] mener at teoretikerne burde se på δ -Scuti stjerner som en gull gruve, fordi mange er lyssterke og dermed lette å observere, de er kjente, mange pulserer med ikke-radielle moder og noen pulserer med mange ikke-radielle moder samtidig. Det siste er det viktigste, fordi utvalget av sfærisk-harmoniske moder gir oss muligheten til å finne ut om den indre strukturen til en pulserende stjerne.

De aller fleste pulsatorene har liten amplitude. Etter hvert som nøyaktigheten i fotometriske målinger øker vil derfor andelen av A stjerner kjent som δ -Scuti stjerner øke. Kriteriene for δ -Scuti stjerner er [Breger, 1995]

- Antall pålitelige frekvenser må være større enn 4
- Det må eksistere informasjon av rimelig kvalitet om enkle stjerne parametre som T_{eff} , $\log g$ og M_V
- Stjerner med variable amplituder inkluderes kun når variabiliteten er bedømt til å være reell i stedet for ukomplette multifrekvens løsninger

Egne observasjoner av δ -Scuti stjernen 4Cvn er vist i kapittel 6.5.

2.1.2 Ekstinksjon og UBV-fotometri

Lyset som kommer fra verdensrommet absorberes i atmosfæren til Jorda. Antar vi en liten atmosfæretykkelse dx med optisk dybde τ og at intensiteten til lyset

er I , kan vi skrive:

$$dI = -I\tau dx$$

Integrerer langs hele lengden x og tar naturlig logaritme på begge sider, og får

$$\ln I = \ln I_0 - \tau X$$

hvor I_0 og I er henholdsvis før og etter lyset har passert det absorberende medium (atmosfæren).

På magnitудeform får vi:

$$m_i - m_0 = -2.5 \log \frac{I_i}{I_0}$$

$$m_0 = m_i + 2.5 \log \frac{I_i}{I_0}$$

der

$$\log \frac{I_i}{I_0} = \frac{\ln \frac{I_i}{I_0}}{\ln 10}$$

og

$$\ln 10 = \frac{1}{\log e}.$$

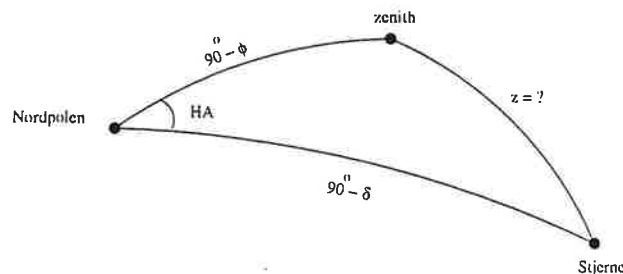
Da blir

$$m_0 = m_i + 2.5 \log e \cdot \ln \frac{I_i}{I_0} = m_i - 2.5(\log e)\tau X$$

eller

$$m_0 = m - kX$$

der X er luftmassen (lengden lyset har passert gjennom atmosfæren) og ekstinksjonskoeffisienten $k = 2.5 \log e \cdot \tau$ er et mål for det lystap, uttrykt i magnituder, en stjerne i zenith har ved at lyset passerer gjennom atmosfæren. m_0 er da magnituden sett utenfor atmosfæren, mens m er den observerte magnituden.



Figur 2.3: Figur som viser geometrien mellom stjerne, zenith og himmel nordpolen. ϕ er breddegrad til observatoriet og δ er deklinasjonen til stjerna.

Geometriske betrakninger fra figur 2.3 gir oss at [Nordling&Østerman, 1987]

$$\sec z = \frac{1}{\sin \delta \sin \phi + \cos \delta \cos \phi \cos HA} \quad (2.1)$$

der HA er timevinkelen, δ er deklinasjonen og ϕ er breddegraden til observatoriet. Timevinkelen beregnes ved at en trekker rektasensjonen i fra stjernetiden. For en planparallell atmosfære blir luftmassen

$$X = \sec z \quad (2.2)$$

der z er zenithdistansen til stjernen. Atmosfæren er imidlertid ikke planparallell, men krum. For store z ($z > 60^\circ$) øker feilen i X raskt ved bruk av ligning 2.2. Vi kan i stedet [Hardie, 1969] bruke følgende formel for beregning av luftmasse

$$X = \sec z - 0.0018167(\sec z - 1) - 0.002875(\sec z - 1)^2 - 0.0008083(\sec z - 1)^3 \quad (2.3)$$

som gir en feil i utregningen av luftmassen på mindre enn 0.1% opp til $X = 6.8$.

Ekstinksjonen er også avhengig av fargen til stjerna, så magnituden ved bølglengden λ kan skrives

$$m_\lambda = -2.5 \log N_\lambda - k_\lambda X + C_\lambda \quad (2.4)$$

der

$$k_\lambda = k_{1\lambda} + k_{2\lambda}(B - V) \quad (2.5)$$

eller

$$k_\lambda = k_{1\lambda} + k'_{2\lambda}(U - B) \quad (2.6)$$

C_λ er instrumentkonstanten (kan brukes til å sammenligne observasjonssteder eller instrument) og gir magnituden for 1 telling pr. sekund utenfor atmosfæren (dvs. $N_\lambda = 1$, $X = 0$). C_λ er avhengig av teleskopets utforming, optikken i fotometeret og følsomheten til fotomultiplikatorene.

Hvis en ønsker å oppnå en nøyaktighet $\sigma = \frac{\sqrt{N}}{N} = 0.01$, vil det kreve minst $N = 10^4$ tellinger. Det gir en grensemagnitude for 1% nøyaktighet ($N_\lambda = 10^4$, $X=0$) på $-2.5 \log 10^4 + C_\lambda = C_\lambda - 10$. C_λ beregnes i kapittel 6.6.

Det finnes i dag over et dusin av fotometriske filter-system [Guinian, E.F. et. al]. De som brukes mest er Johnson&Morgan (UBV) bredbåndsystem og Strømgren (ubvy) mellomstørresesbåndsystem. UBV-systemet har en båndbredde $\Delta\lambda \simeq 700 - 900\text{\AA}$, mens ubvy systemet har en båndbredde $\Delta\lambda \simeq 200 - 300\text{\AA}$. Båndbredden til UBV systemet som vi brukte i våre målinger er estimert i kapittel 4.2.3. UBV systemet foretrekkes av mange obseravatører (i stedet for ubvy) som opererer med små teleskop, fordi stor båndbredde slipper mye lys inn i instrumentene.

Noen av ulempene er lite følsomhet for stjerne egenskaper som sterke hydrogenlinje emmisjon (Be stjerner), nære binærstjerne vekselvirkninger og variable stjerner som viser $H\alpha$ emmisjon. Den største fordelene med UBV systemet er den store utbredelsen og de veldig mange stjernene som er observert. I tillegg gjør systemet det mulig å observere et stort antall relativt svake objekt.

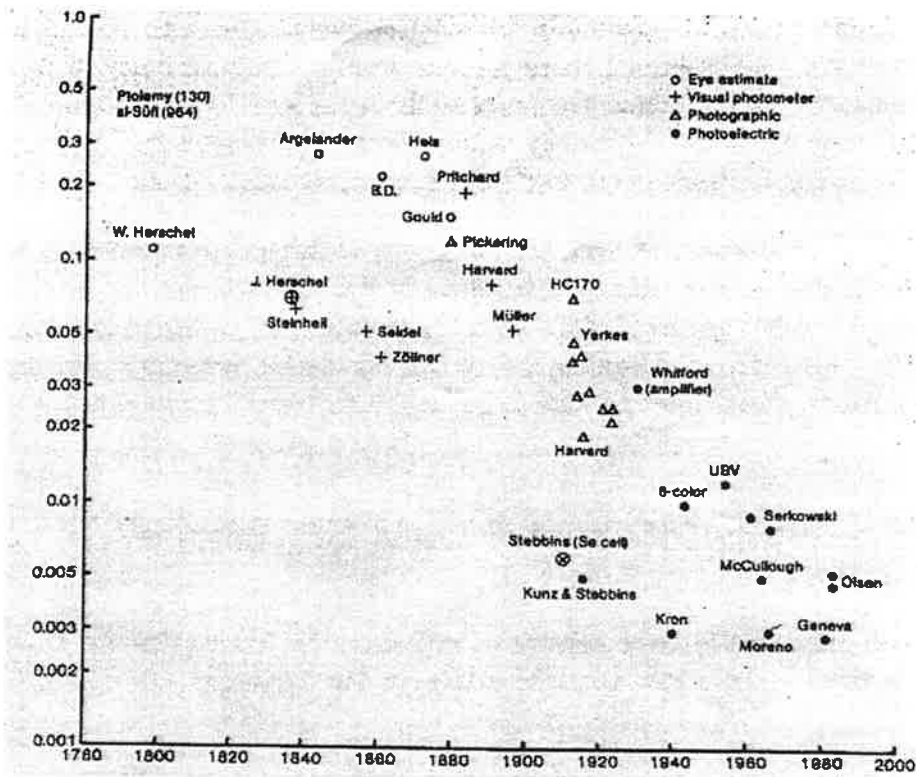
Båndbredden gjør at systemet også blir avhengig av fargen til stjernen. Responsfunksjonene forskyves mot kortere bølgelengde for blå stjerner, og mot lengre bølgelengder for røde stjerner. Denne effekten er minst for V-filteret og størst for U-filteret. 2. ordens leddet i ligning 2.5 og 2.6 får derfor betydning for ekstinksjonskorreksjonen. Resultatet av våre UBV-målinger vises i kapittel 6.6.

2.2 Presisjonsfotometri med litt historikk

Det meste av innholdet i dette kapitlet er hentet fra Young [1984]. Vi tar for oss hvordan presisjonen i fotometriske målinger har forbedret seg opp gjennom årene.

Allerede for 2000 år siden ble begynnelsen til en kvantitativ numerisk skala fastsatt av Hipparchus og Ptolemy. Så den moderne magnitudeskalaen som vi kjenner i dag stammer direkte fra de gamle grekerne. En viktig forskjell er at den gamle synlige magnitudeskalaen var prosentvis uniform. Det vil si at skalaen hadde like skritt i forhold til øyets følsomhet. Som vi vet er magnitudeskalaen i dag logaritmisk. Følsomheten til øyet kan ikke være logaritmisk på grunn av divergensen til en logaritmisk funksjon når argumentet går mot 0. Alikevel ble antagelsen om at følsomheten til øyet var logaritmisk tatt i bruk på midten av det 19 århundret. Dette fordi den tradisjonelle synlige skalaen skulle tilpasses til fysiske målinger av intensiteten til stjernene. Newton kom frem til en lov som sa at lysstyrken måtte være omvendt proporsjonal med kvadratet av magnituden. Sir John Herschel fant litt sannhet i denne loven ut fra sine fotometriske målinger på Kapp Det Gode Håp. På samme tid hadde Steinheil [1837] introdusert den logaritmiske skalaen som siden ble brukt av nesten alle.

I figur 2.4 ser vi hvordan presisjonen av fotometriske målinger har forbedret seg med tiden. Young [1984] mener det er flaut å se hvor sakte forbedringen av presisjonen har gått de siste 2000 år. Han vet ikke om noe annen form av fysiske målinger som bare har forbedret seg med 2 dekader på 2000 år, og en faktor 10 forbedring de siste 1000 år. Den første fotometriske målingen som ble utført før første verdenskrig hadde nesten like stor presisjon som vi oppnår i dag. Stegvis forbedring kan beskrives på følgende måte



Figur 2.4: En oversikt over hvordan presisjonen i fotometriske observasjoner har forbedret seg fra 1800-tallet og frem til i dag.

- Forsiktighet med hensyn til å se på fotometri som fotometri i seg selv i stedet for bare å tenke på identifisering av stjernene. Dette førte til en faktor 3 i presisjonsforbedring.
- En begynte å sammenligne stjerner med hverandre for å finne størrelser. De stjernene som så like sterke ut hadde samme magnitudo. Dette førte bare til en faktor 3 forbedring. Typisk feilreduksjon var fra 0.2 mag til 0.06 mag.
- Neste steg var fotografisk plate som detektor i stedet for øyet. Men den fotografiske platen viste seg å ha de samme feilene som øyet: variabel følsomhet, ikke-lineæritet, bølgelengdeavhengighet og komplisert tidsavhengighet. Selv etter at fotografisk plate ble introdusert var det øyet som var den virkelige detektoren. Den store fordelen med fotografi var muligheten til å lagre signalet. En effekt som scintillasjon (gjorde det vanskelig for øyet å observere) ble helt borte ved fotografisk deteksjon. Dette reduserte feilen med en faktor 10. I tillegg kunne astronomene være rolige og avslappet når de studerte lysflekkene på platen, i stedet for å være kalde, trøtte og anstrengte ved å studere i virelig tid (noe som ga en ytterligere reduksjon på en faktor 2).

- Til slutt tok foto-cellene over for menneskets øye. Fordelene med fotoelektriske detektorer sikret en forbedring med en faktor 5 i fotometrisk presisjon.

I dag kan tid, lengde og masse måles med en millontedels nøyaktighet. Astronomer som driver fotometri i dag er stolte av å kunne oppnå relative målinger med et enkelt instrument med en nøyaktighet på en tusen del. De er også presset hardt til å kunne oppnå en hundredels nøyaktighet i relative målinger med forskjellige instrument. Som en kontrast skriver Young [1992] at dette er samme nøyaktighet som laveregradstudenter klarer å oppnå med en linjal. Den langsomme fremgangen i fotometrisk presisjon de siste 20 årene gjør at det ikke er overraskende at sjefene over observatorier legger ned fotometriske teleskop, og ser på fotometri som en form for kunst som like gjerne kan overrekkes til amatører. For å overkomme denne negative holdningen til fotometri må det gjøres noe drastisk. Det nytter ikke å øke mengden av fotometri med en anstendig nøyaktighet, selv om det er aldri så nyttig [Young, 1992].

Differensiell sammenligning av nabostjerner kan gjøres med en mmag nøyaktighet. Dette er mulig med CCD'er hvis en er forsiktig og tar hensyn til ikke-uniformiteten til CCD-brikken [Gilliland, et al., 1991]. Det samme resultatet er oppnådd ved natt-til-natt sammenligning av nabostjerner med fotomultiplikatorer. I laboratorier er det demonstrert stabilitet av fotorør ned til en titusen del. Hurtig skifting mellom stjerner (gir mulighet til å korrigere for transmisjonsvariasjoner gjennom atmosfæren) gir derfor håp sammen med større teleskop om en ytterligere forbedring av presisjonen.

Young tror ikke det er fotomultiplikatorer som er den største hindringen til å oppnå bedre fotometrisk nøyaktighet, fordi denne nøyaktigheten er 100 ganger dårligere enn hva fotomultiplikatoren selv er i stand til. Grensen for nøyaktighet til nåværende detektorer (PMT, CCD og silicon dioder) er ikke nådd, og samtlige er gode nok til høy presisjonsfotometri. Han tror heller det er den multidimensjonale egenskapen til fotometriske målinger som er hovedårsaken til presisjonsproblemene. Masse, lengde og tid kan måles mye mer nøyaktig enn stjernelys, fordi disse er enkle endimensjonale størrelser. Det vi prøver å måle er en komplisert spektral-funksjon, og ikke en enslig punktverdi.

2.3 Feilkilder (fra atmosfære til datamaskin)

Hvis ikke noe annet er poengtert, er innholdet i dette kapitlet hentet fra [Lena, 1988] som også ble brukt som pensum i kurset Fys-431, våren 1995 og [Gray, 1978].

Hensikten med fotometri er å måle energien som transporteres ved hjelp av elektromagnetisk stråling. Antallet innkommende individuelle fotoner er et resultat av en tilfeldig prosess der gjennomsnittsverdien gir en gjennomsnittlig foton-fluks. Disse fluktrasjonene kan klassifiseres i tre grupper: fundamentale, praktiske og observasjons begrensninger. De fundamentale begrensningene er foton støy, termisk støy og detektor støy. Praktiske begrensninger er helt avhengig av kvaliteten til detektoren som blir laget med en gitt teknologi. Observasjons begrensninger har vi der signalet er påvirket av omgivelsene, som for eksempel beliggenhet, struktur til teleskop/bygg, atmosfærisk ekstinksjon o.s.v. Det er helt klart at det er de fundamentale begrensningene som avgjør hvor godt signal en kan oppnå av måleinstrumentet.

Det beste signal en kan oppnå er ikke bedre enn fotonstøyen fra kilden som observeres. Det vil si at $\sigma_{min} = \sqrt{N}$, der N er totalt antall registrerte fotoner. Skulle en mot formodning få et resultat som er bedre er det garantert noe galt med målingen. Fluktrasjonene i signalet forårsaket av støy i detektoren kan sees på som tilfeldig, og derfor beskrives med Poisson statistikk. Kombinasjonen av hovedkildene til støy kan gjøres på følgende vis. Vi definerer telleraten fra lyskilden til å være L per. sekund. Telleraten som kommer av støyen til utsyret og bakgrunnstøy er B pr. sekund. Da blir antallet tellinger integrert over en tid t

$$n = (L + B)t$$

Signalet vårt består i praksis av fotontellinger $N = Lt$, og finnes ved å trekke i fra bakgrunnsignalet fra det totale signalet $N = n - Bt = n - b$, der b defineres til å være Bt . Statistisk usikkerhet i N betegnes som standardavvik ΔN , og består av standardavviket i b og n , som defineres som Δb og Δn . $\Delta b \approx \sqrt{b}$, fordi den hovedsakelig består av fotonstøy. Da blir

$$\Delta N = \sqrt{\Delta n^2 + \Delta b^2}$$

Relativ feil skriver vi som

$$\epsilon = \frac{\Delta N}{N} = \frac{\sqrt{(n + b)}}{N} = \frac{\sqrt{(L + B)t + Bt}}{Lt} = \sqrt{\frac{1 + 2B/L}{Lt}}$$

Der vi ser at i de tilfeller vi har svært lite støy forårsaket av bakgrunn og instrument ($B/L \ll 1$) blir ϵ tilsvarende fotonstøyen

$$\epsilon = \frac{1}{\sqrt{N}}$$

Den eneste måten å få B/L så liten som mulig er bruk av stort teleskop og/eller et instrument med høyere kvante-effektivitet. Andre måter er å kjøle ned detektoren slik at mørkestrømmen i instrumentet blir lavere, eller beskytte fokalplanet

mot lysforstyrrelser fra andre deler av himmelen enn der teleskopet peker ved bruk av baffel. Er lyskilden svak i forhold til B kan man kompensere ved lengre integrasjonstid (t).

Hvis atmosfærens sammensetning varierer i tid, vil også amplituden til lyssignalet som trenger gjennom den variere i tid

$$x(t) = A(t)x_S(t)$$

der $x_S(t)$ er signalet fra kilden og $A(t)$ er transmisjonsvariasjoner. Slike variasjoner er vanligvis ikke så store. I δ -Scuti kampanjen observerte vi konstante stjerner sammen med den variable stjerna, og kunne ved hjelp av disse korrigere for $A(t)$. Det forutsetter selvsagt at t ikke er mindre en den tiden det tar å gjennomføre en syklus (se kapittel 5.1.1). Atmosfæren påvirker lysbølgen på følgende vis:

- Scintillasjon - Lysvariasjonen sett med øyet eller et lite teleskop. Den er forårsaket av fokusering og defokusering av energien i bølgefronten.
- Agitasjon - Bevegelse av bildet i fokalplanet. Årsaken er en lokal variasjon av vinkelen til tangentplanet til bølgefronten.
- Utsmøring - Bildestørrelsen blir betraktelig større enn hva diffraksjonen er årsak til. Årsaken til utsmøringen er tapet av den romlige koherensen til bølgefronten.

Ved lang nok integrasjonstid vil disse støykildene ikke få noen innvirkning på måleresultatene.

Andre støykilder i atmosfæren (når det gjelder transmisjon) er skyer og forandring av atmosfærens sammensetning (for eksempel forandring i fuktighet). Nordlys forstyrrelser er sannsynligvis den viktigste støykilden i Skibotn. Det er også den vanskeligste å korrigere for.

I teleskopet er refleksjonsforandringer i tid en støykilde (vanligvis lang tidsvariasjon). Rim på speilene kan være en feilkilde som varierer hurtig i tid.

Systemets dødtid:

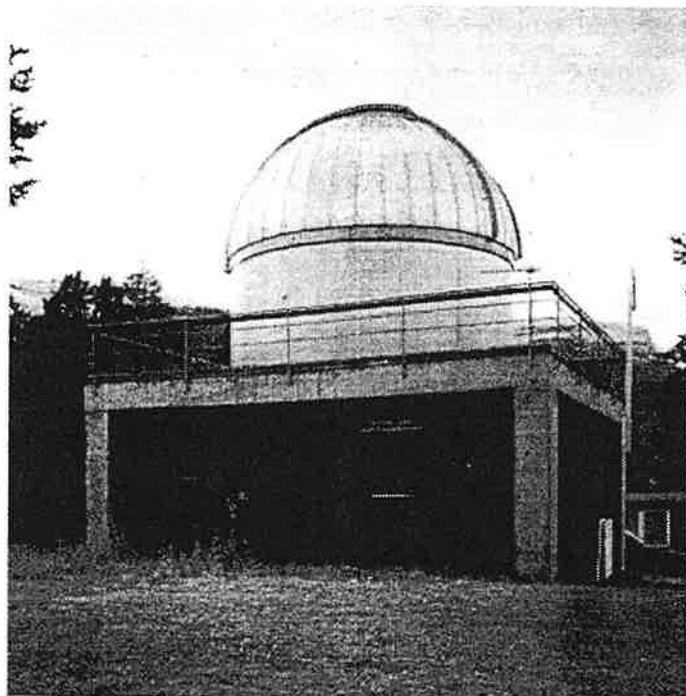
Når det kommer lys (fotoner) inn på fotokatoden gir det pulser som systemet kan telle. Hvor mange pulser pr. sekund som kommer inn i systemet avhenger av intensiteten til lyset. Jo høyere lysintensitet, dess kortere gjennomsnittlig tidsintervall mellom hver puls. Etter at systemet har begynt å registrere en av disse pulsene, tar det en viss tid (τ) før det er klart til å registrere en ny. Denne tiden kalles for dødtiden til systemet. Det kan komme andre pulser som ikke blir registrert i løpet av τ . Hvis dette ikke blir korrigert for, vil dødtiden være en feilkilde

i måleresultatene. Hvis vi for eksempel mottar en million pulser pr. sekund, vil telletapet bli (med $\tau = 20$ ns) 2%. Så en kan si at dette antallet tellinger pr. sekund er grensen for bestemmelsen av å bruke ligning 5.1 eller 5.2.

En feilkilde i fotometeret er drift i fotomultiplikatorene under observasjonen. Siden vi bruker to fotomultiplikatorer, en til å måle stjerne med bakgrunn og den andre til å trekke fra bakgrunn, er vi nødt til å stole på stabiliteten til fotorørene. Flere målinger av alle rørene viser en betryggende stabilitet (med støy nivå rundt fotonstøy). Store temperaturvariasjoner vil også være en feilkilde i fotomultiplikatorene. Diskriminatornivået skal forhindre at støypulser fra fotomultiplikatorene blir telt i systemet. Når det gjelder filterene er det temperaturvariasjoner og lyslekasje utenfor det oppgitte spektralområdet som er kilde til usikkerheter. Temperaturøkning gir insnervring av all transmisjon gjennom filteret. Effekten på et filters sentralbølglengde er at den flyttes mot lengre bølgelengder når temperaturen øker. Forskyvningen er 1.1 \AA pr. $^{\circ}\text{C}$ [Myrabø, 1976]. Rødlekasje i filter/fotokatode-systemet ser ut til å være et problem i våre målinger (kapittel 6.6).

Kapittel 3

SKIBOTN SOM OBSERVASJONSTED

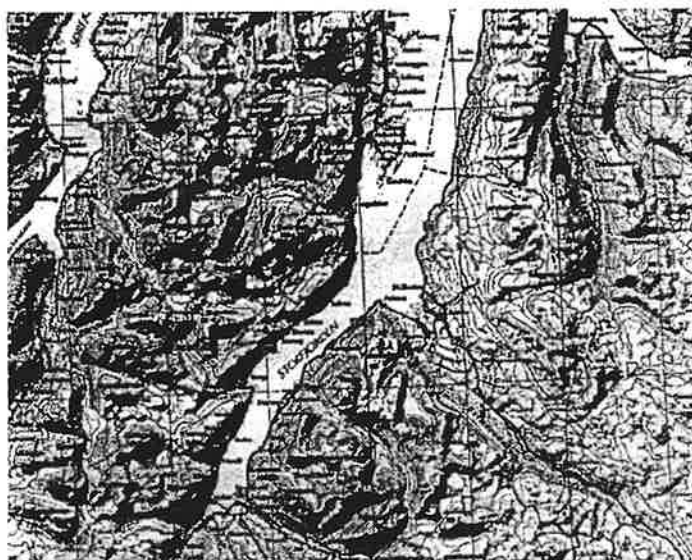


Figur 3.1: Fotografi tatt av kuppelbygget, september 1996.

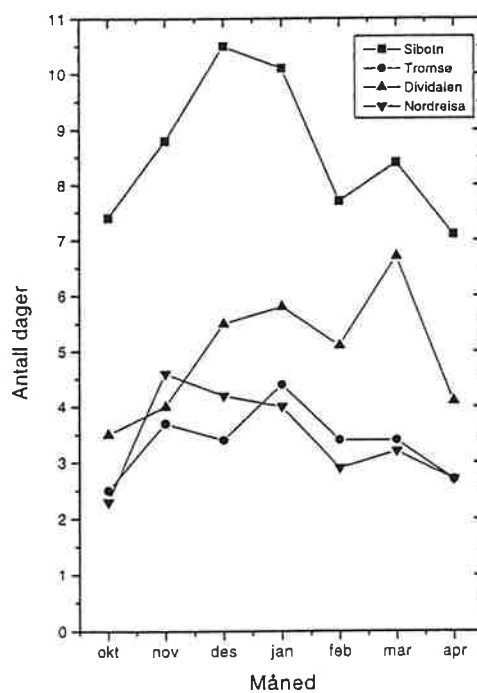
3.1 Klimaforhold og geografi

Dette kapitlet er utarbeidet etter diskusjon med statsmeteorolog Geir Bøyum ved Værvarslinga for Nord-Norge i Tromsø.

Skibotn egner seg godt som observasjonsted på grunn av klima og beliggenhet. Værstatistikker viser at stedet blant annet er et av de tørreste i hele landet, og de viser også at Skibotn har mer klarvær om vinteren enn steder som ligger like i nærheten (Se figur 3.3). En av årsakene til at det blir observert mindre skyer i Skibotn er at synsfeltet er relativt mye redusert i forhold til andre plasser. Det blir derfor ofte meldt klart vær selv om det finnes skyer i nærheten som ikke kan sees av observatøren. En annen ting en må være oppmerksom på er at mengden av skyer som observeres er avhengig av observatørens bedømmelsesferdigheter. Dette gjelder særlig når det er mørkt (for eks. uten månebelysning), da en er avhengig av godt nattesyn for å bedømme hvor stor del av himmelen en ikke kan se stjerner (et generelt problem for observatører). Statistikken er kun basert på observasjoner gjort klokka 06, 12 og 18 Universal Tid. Det vil si at om hele natten (mellom 18 og 06 UT) hadde vært skyfri og skyer ble observert i hovedterminene, ville denne ikke blitt talt som en klarværs dag. Motsatt tilfelle vil vi ha dersom natten er overskyet, mens det klarner opp om dagen. Så konklusjonen er at en ikke skal stole blindt på værstatistikker.



Figur 3.2: Kart over Storfjorden med Skibotn i den første bukta mot øst i fjorden (til høyre på bildet).



Figur 3.3: Diagrammet viser hvordan gjennomsnittlig antall dager med klarvær varierer fra måned til måned. En klarværsdag er definert slik at den totale skyemengde i løpet av de tre hovedobservasjonene 06 UT, 12 UT og 18 UT ikke skal være over $\frac{4}{8}$. Det betyr at det kan for eksempel ha vært $\frac{1}{8}$ skydekke i hver hovedobservasjon en klarværsdag. Statistikken er hentet fra perioden 1930 til 1960.



Figur 3.4: Figuren viser et infrarødt satellitt bilde av Nord-Europa der vi har en høytrykksrygg liggende over Skandinavia. Bildet er tatt den 13/3 1996.

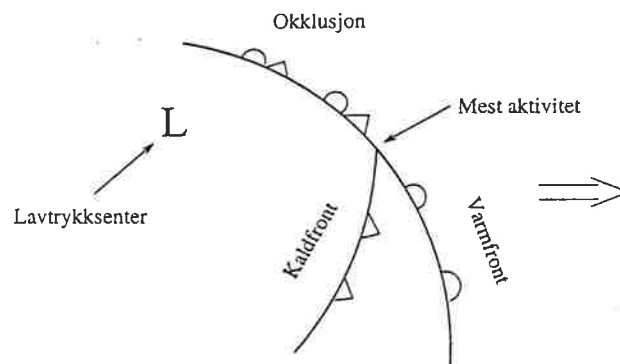
Observatoriet ligger ca. 150 meter over havet og ca. 6 km fra tettbebyggelsen. Motorveien (inn til Finland) ligger ganske nært opp til observatoriet. Dette medfører at biler med sterke lys kan være en forurensningskilde (m.h.t. lys). Observatoriet er omgitt av relativt tett barskog. Lyset fra kjøretøy på motorveien reflekter i skogen og kan derfor påvirke målevirksomheten. Disse forstyrrelsene vil ikke ha særlig stor påvirkning på observasjoner gjort med teleskopet, fordi både kuppel og baffel (se kapittel 4.1) skjermer mot dette.

Observatoriet ligger i en dal omgitt av fjell. Utløpet av dalen er mot nord-vest (se figur 3.2). Det er i denne retningen det er mulig å se stjerner lavest over horisonten. Beregninger gjort ved bruk av kart viser at stjerner må være følgende avstand over horisonten i de forskjellige himmelretninger:

- $> 19^\circ$ i øst
- $> 10^\circ$ i sør
- $> 8^\circ$ i vest
- $> 5^\circ$ i nord

Lyngsfjellene som strekker seg fra sør ut mot nord har en beskyttende egenskap når det gjelder nedbør og skyer i sektoren sør-vest til vest nord-vest. Dominerende vindretning i Troms er fra sør-vest. I de tilfeller der vi har en lavtrykksituasjon

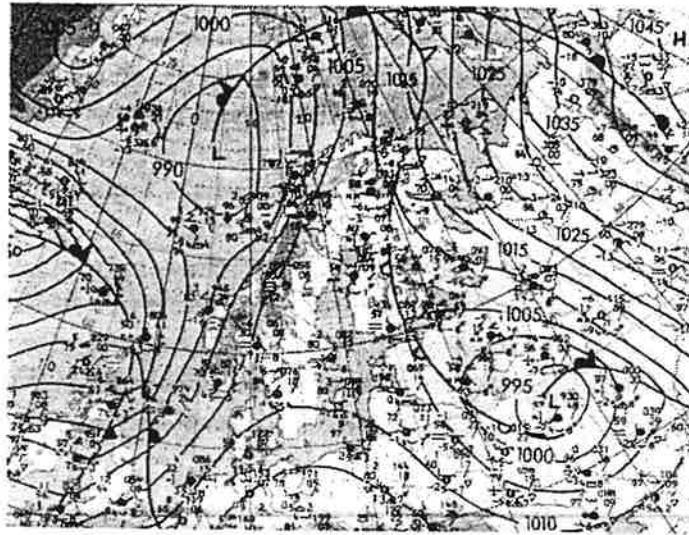
som på figur 3.6, vil vi få en sør sør-vestlig vindretning som er gunstig for Skibotn området (bortsett fra frontpassasjer). Varmfront betyr at varmere luft strømmer over kaldere underlag. Den varme luften blir dermed presset opp i høyere luftlag. Dette fører som regel til at cirrus-skyer dannes foran bevegelses-retningen, og det vil oppstå en lengre periode med skyet vær. På grunn av at den kalde lufta er tyngre enn den varme lufta (har større tetthet), vil den også ha større bevegelsesmengde og dermed bevege seg med større hastighet enn varmfronten. I varme-sektoren mellom en varmfront og en kaldfront er det mulighet for oppklaring. En kaldfront består av kalde luftmasser som beveger seg langs bakken, og dermed presser varmluften oppover og unna. Dette fører til kraftig skydannelse (byge-skyer) i frontpassasjen og oppklaring bak fronten (se figur 3.5).



Figur 3.5: Et lavtrykksenter med frontsystem beveger seg østover. Oppklaring i Skibotn kan forekomme etter kaldfrontpassasjen. I okklusjons-området har kaldfronten tatt igjen varmfronten, og det er ikke lenger skille mellom varm og kald luft her.

I tilfeller der fuktig luft transporteres fra havet inn mot kysten uten front-aktivitet vil denne fuktige luften falle ned i form av nedbør i det den treffer landområder med høye fjell (det vi gjerne kaller pålandsvær). I det den fuktige luften presses opp i høyere luftlag av fjellene vil den utvikle nedbør, eller tørke ut når den har passert toppen og faller ned igjen. En slik situasjon vil gi klarvær i Skibotn. Det er også derfor kystklimaet i Norge er fuktigere enn innlandsklimaet.

Landområder vil p.g.a utstråling fra snø som ligger på bakken bli veldig avkjølt om vinteren. Hvis vi har lavtrykksenter i nord-øst (figur 3.7) og høytrykk ved Grønland vil vi få dirigert en nord nord-østlig luftstrøm fra ishavsområdet inn over land. Ved svakt vindfelt vil vi i vinterhalvåret kunne få lokalt høytrykk over indre Troms med klarvær i Skibotn, men hvis vinden er sterk nok, vil fuktig luft trenge inn gjennom Storfjorden fra nord og skape skyet vær med nedbør. Dannelsen av et lokalt høytrykk over land holder altså skyer og bygevær unna. Dette forklarer hvorfor vi har mer klarvær om vinteren enn om sommeren. Den typiske skillelinjen

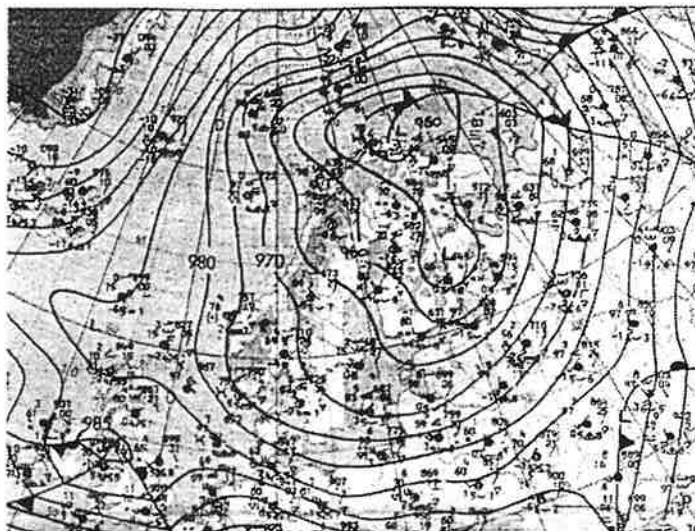


Figur 3.6: Figuren viser et kart over Norden der et lavtrykk-senter ligger utenfor kysten av Norge. Kurvene rundt trykksenterene kalles for isobarer. Verdien på hver isobar er tegnet inn i hver kurve. Symbolene som er spredt utover kartet angir bl.a. vindretning, vindstyrke, barometertrykk og temperatur for gjeldene observasjonsposter. Figur 3.7 viser det samme med et lavtrykksenter nord for Nordkapp som påvirker den nordlige delen av Norge.

mellom godvær og dårlig vær i vinterhalvåret kan være meget skarp. Den krysser over Sverige mellom riksgrensen og Abisko, videre inne på norsk område, over Altevann ved Rokkamborre, deretter et stykke nedover Dividalen, og så nord-østover mot Skibotndalen, som krysses ovenfor Helligskogen, og videre inn på Finnmarksvidda mellom Kautokeino og Solovoumbe.

En høytrykksituasjon over eller nord-øst for Skibotn vil som regel gi klart, kalt og stabilt vær. Dette vises av figur 3.4, der vi har et satelittbilde (i infrarødt) av et høytrykksområde som strekker seg helt fra sør-Skandinavia til Novaia Semlya. Dette bildet ble tatt 13/10 1996, midt inne i den gode klarværsperioden fra 9/3 til 16/3. Satelittbildene fra denne perioden viser omtrent samme situasjon. En slik høytrykksituasjon garanterer ikke mot jevne flate skyer (eks. stratus og cirrus), men noe kompakt skydekke oppstår sjelden. Det er derfor gode muligheter for fotometriske observasjoner. Når det er klart og kaldt vær ved observatoriet i Skibotn hender det ofte at sterk vind oppstår. Dette kommer av at kald tung luft på fjellet "renner" nedover dalen. Hvis det befinner seg varm luft i høyden vil vi få en tunnel-effekt som fører til meget sterk vind. Dette forekom i forbindelse med klarværsperioden 9/3 til 16/3.

Årsakene til at det er mer skyer i Skibotn om sommeren enn om vinteren er foruten det som alt er nevnt: Landområdene blir varmet opp av solen, noe som fører



Figur 3.7: Figuren viser det samme som figur 3.6 med forskjellig trykksituasjon.

til vertikale luftstrømmer, som igjen fører til dannelse av haugeskyer. Dette skjer for det meste om ettermiddagen (etter sol-oppvarming). På grunn av høyere temperatur på land vil kjøligere og fuktig luft lettere trenge inn over land. Vi har ingen utstråling som vi har vinterstid, så det blir ikke lokal høytrykksdannelse om sommeren.

3.2 Tidligere fotometri i Skibotn

Her skal vi ta for oss hva som er gjort av fotometri tidligere i Skibotn [Myrabø,1976], [Høydalsvik, 1980] og [Egge, 1982]. Vi gir også en kort presentasjon av utstyret som er brukt av disse tre personene.

Det var ikke gjort fotometri på stjerner i nordlyssonen før Myrabø begynte med sitt arbeide. Observasjonene ble foretatt med en 21 cm Cassegrain-reflektor utstyrt med et klassisk enkanals fotometer uten kjøling. Med klassisk fotometer menes et fotometer der ingen deler beveger seg under måleprosedyren. Det klassiske fotometeret bestod av feltblender, okular, flens (til å feste fotometeret til teleskopets bakplate) og et vippepeil som styrte lyset enten til okularet eller til fotomultiplikatoren. Vippepeilet stod 45° på optisk akse. Lyset ble dermed reflektert slik at fotomultiplikator og okular stod 90° på optisk akse. Fotometeret hadde ingen Fabry-linse, så bevegelser i feltblender ville gi utslag i tellinger hvis fotokatoden ikke var like følsom over hele flaten. For å undersøke dette lot Myrabø stjerne drive over forskjellige områder på fotokatoden. Det ble funnet en variasjon slik at en midlere estimert usikkerhet ble 0.03 mag. på grunn av dette. Det ble også

montert "sky-baffel" etter at det ble observert svært høy bakgrunnstøy de to første observasjonsnettene. Det skulle sikre at ikke noe lys kom direkte inn på feltblenderen fra området rundt sekundær-speilet. Et nordlysfotometer var montert på teleskopet og hadde optisk akse parallellt med teleskopets optiske akse. Det bestod av en sylinder med et glassvindu foran, filter, linse, feltblender og fotomultiplikator. Det angulære synsfeltet ved bruk av 3 forskjellige blendere til enkanalsfotometeret var $5' 33.6''$, $3' 12''$ og $1' 36''$. Nordlysfotometeret hadde et angulært synsfelt på $1^\circ 8'.4$.

Nordlysfotometeret kunne til en viss grad brukes til å korrigere målingne gjort med enkanalsfotometeret. Nøyaktigheten i korreksjonen av bakgrunnen ville være avhengig av gyldigheten til ligningen $m_B = k \cdot m_{NLP} + \text{konstant}$, der m_B er bakgrunns magnituden observert av enkanalsfotometeret, k er en konstant som forteller hvor stor endring i m_B vi kan forvente med en viss endring i m_{NLP} (magnituden til intensiteten som er observert i $\lambda = 4278 \text{ \AA}$ for nordlysfotometeret). Dette er ingen god korreksjonsmetode, fordi når spektralsammensetningen i nordlyset forandres vil også k forandres. Vi har også det faktum (noe som Myrabø ikke har nevnt) at i de tilfeller der nordlyset befinner seg innenfor den angulære synsvinkelen til nordlysfotometeret og ikke innenfor den mye mindre synsvinkelen til enkanalsfotometeret vil den bestemte k bli helt gal.

Myrabø hadde ingen mulighet til å bestemme 2. ordens ekstinksjon. Selv variasjonen i 1. ordens ekstinksjon var meget stor til tider. For eksempel viste natten til 14/11-74 variasjoner av k_b til 0.08-0.51, k_v til 0.06-0.38 og k_u til 0.17-0.89. Det skal også sies at hver måling inneholdt bare 4, 5 og 6 punkter. Middelveidien av ekstinksjonskoeffisientene for sesongen 74/75 ble $k_v = 0.27 \pm 0.01$, $k_b = 0.37 \pm 0.03$ og $k_u = 0.76 \pm 0.09$ basert på 115 målinger.

Den totale konklusjonen til Myrabø etter hans første observasjonssesong er at all enkanals klassisk fotometri i nordlyssonen med kjente standardsystemer er mer eller mindre dårlig egnet til måling på stjerner. Det ble derfor konstruert et chopper fotometer (ferdig januar 1976) som skulle utprøves under nordlysaktivitet. Det meste av elektronikken fra enkanalsfotometeret ble brukt. Fotometeret bestod av et chopper blad som ble rotert av en motor med justerbar hastighet, feltblenderhjul med parvise hull, vippepeil som reflekterte lyset inn i et okular eller slapp lyset rett frem (parallellt med optisk akse), feltlinse som skulle forhindre bevegelse av bildet på fotokatoden, og rett foran fotomultiplikatoren var der et filterhjul med 5 hull for filter. For nærmere beskrivelse av instrumentet og dets virkemåte se sidene 132-147 i Myrabøs oppgave (1976).

Ved et relativt kraftig nordlysutbrudd (18/3-76) klarte han å korrigere slik at variasjoner i bakgrunnen fra det ene hullet til det andre var mindre enn 1.5% av bakgrunnen med 15 sekunders integrasjonstid. Enkelte ganger var korreksjonen også bedre enn 0.5%. Den var svært skjelden dårligere enn 4%. Kurvene hans

viser at støyen på signalet etter at signalet fra det ene hullet er trukket i fra det andre hullet ikke øker selv om en kraftig nordlysbue beveger seg over feltet. Korreksjonen viste seg å være lik for alle typer filter som ble brukt. Kun noen få enormt kraftige utbrudd (skjer i følge Myrabø bare 4-5 ganger i løpet av en sesong) gjorde det vanskelig for chopper-teknikken å korrigere. Årsaken kunne være en sterk gradient i nordlysformen. Noen av disse relativt dårlige korreksjonene kunne likevel gi gode resultater ved observasjon av en sterk stjerne (magnitudo < 5).

Myrabø konkluderer med at chopper-teknikken er langt å foretrekke under nordlysaktivitet (eller i nordlyssonen) framfor den klassiske teknikk.

Høydalsvik's oppgave gikk ut på å studere stjerneokkultasjoner ved måneranden ved hjelp av fotometriske observasjoner. Ut fra en nøyaktig tidsmåling av forsvinning og tilbakekomst av mange stjerner kan en få verdifull informasjon om månens bane og form. Teleskopet som ble brukt er det samme som ble brukt av undertegnende (se kapittel 4.1). Fotometeret som ble brukt hadde to kanaler med mulighet til å forskyve kanal 2 i x og y retning i forhold til kanal 1. Det ble bygd i Austin, Texas, og var en kopi av fotometeret på McDonald observatoriet. Fotometeret bestod av et speil med hull, feltblender, Fabry-linse og fotomultiplikator. Når teleskopet skulle stilles inn på en stjerne, ble speilet plassert i lysgangen. Lyset ble reflektert ut til et okular (ble brukt til å finne stjerne i kanal 2) slik at en kunne finne stjerna i feltet. Da dette var gjort, kunne speilet trekkes tilbake slik at lyset falt gjennom hullet og ned gjennom feltblenderen. Lyset ble så reflektert inn i et nytt okular, slik at sentrering i blenderen (kanal 1) var mulig. Siden dette fotometeret bare hadde 2 kanaler, kunne en ikke observere både stjerne og bakgrunn samtidig i hver sin kanal, hvis en også ønsket å ha stjerne i kanal 2. Et valg var derfor nødvendig.

Observasjonene fra sesongen 1978/79 viste at signal til støy forholdet var alt for stort. Årsaken til den høye bakgrunnstøyen var i stor grad mangler og feil på teleskop og fotometer. Ved å forbedre instrumentene kunne støyen forminskes med en faktor 8-9 i følge Høydalsvik. Av i alt 120 mulige okkultasjonsmåliner i Skibotn ble det bare observert 11, 107 kunne ikke observeres på grunn av skyer og 2 ble mislykket. Ut i fra værstatistikken fra Skibotn skulle en i følge Høydalsvik forvente at 50% av okkultasjonene skulle gå tapt. Han konkluderer med at dersom en midlere sesong gir 50 okkultasjoner av god kvalitet, så er den astrofysiske gevinsten stor nok til at slike observasjoner bør gjentas i fremtiden.

Temaet for Egge's oppgave var variable stjerner av W Ursae Majoris type. Disse er binærstjerner, og variasjonen i lystyrke fra disse skyldes at komponentene under et omløp omkring det felles tyngdepunkt gjensidig formørker hverandre. Målingene ble foretatt i 1978 på Solobservatoriet, Harestua og ved Skibotn observatorium. Stabiliteten til systemenes omløpsperiode ble undersøkt ved å sammenligne må-

linger gjort av Egge med andre målinger gjort tidligere av andre. Det blir også forsøkt å reprodusere den periodiske lysvariasjonen teoretisk ved hjelp av modell.

Egge brukte det samme teleskopet som ble brukt av Høydalsvik. Han brukte også en forbedret utgave av chopping-fotometeret (forbedret sommeren 1978). Fotometerhuset ble forlenget slik at fokusering var mulig med 50 cm teleskopet. Utvidelsen ga plass til et feltokular og tilhørende vippespeil. Okularet ga et synsfelt på 24', og var utstyrt med et belyst trådkors. Det ble også satt inn et nytt filterhjul for 25 mm brede filter (samme størrelse som vi bruker i pannekakefotometeret i dag, kapittel 4.2) samt et ekstra blenderpar med synsvinkel 90''. Filterene som ble bruk er de samme absorpsjonsfilterene som er i dagens fotometer (UG 5, GG 385+BG 37 og OG 515). En god illustrasjon av fotometeret finnes på side 71 [Egge, 1982]. Dødtiden til systemet ble beregnet til 401 ± 15 ns, som er 20 ganger større enn fotometeret som brukes i dag. Med en slik høy dødtid må en være oppmerksom på hvor sterk stjernene er som observeres.

Observasjonsprosedyren til Egge gikk ut på å måle programstjerne og sammenligningstjerne differensielt. Ved flytting mellom stjernene måtte orientering foregå ved bruk av søkerkikkert. Sentrering av stjerne i blender var vanskelig p.g.a. for rask finbevegelse av deklinasjonstyringen. Dette førte til at det tok lang tid mellom hvert målepunkt. I tillegg ble det observert i tre filter. For å oppnå best mulig kontinuitet, særlig ved minima, lot Egge det gå så lang tid som overhodet forsvarlig mellom målingene av sammenligningstjernen. Han var kun interresert i magnitodeforskjellen mellom sammenligningstjernen og programstjernen. Derfor var det viktig å ha liten luftmasseforskjell og spektralklasseforskjell mellom program- og sammenligningstjerne.

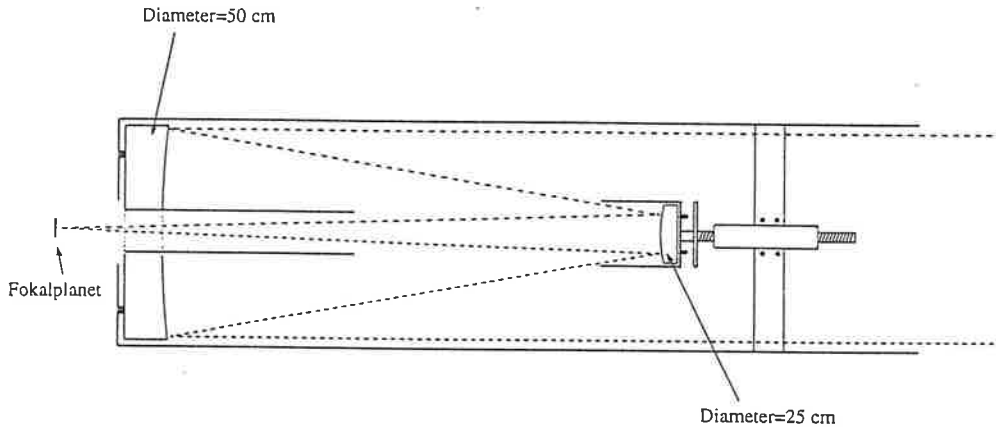
Konklusjonen ble at resultatene ble tilfredstillende. Dette på grunn av den siste observasjonsserien som blir fremstilt i oppgaven. Observasjonsseriene før denne var preget av mangler ved instrumenteringen (bl. a. ulike blender areal). Arbeidet hans med feilsøking viste seg å være vel anvendt. På grunn av Skibotn's beliggenhet, burde slike observasjoner også gjøres i fremtiden, mener Egge. De lange nettene gjør det mulig å få lange observasjonserier, som gir verdifull informasjon om slike binærsystemer.

Kapittel 4

INSTRUMENTERING

4.1 Teleskopet

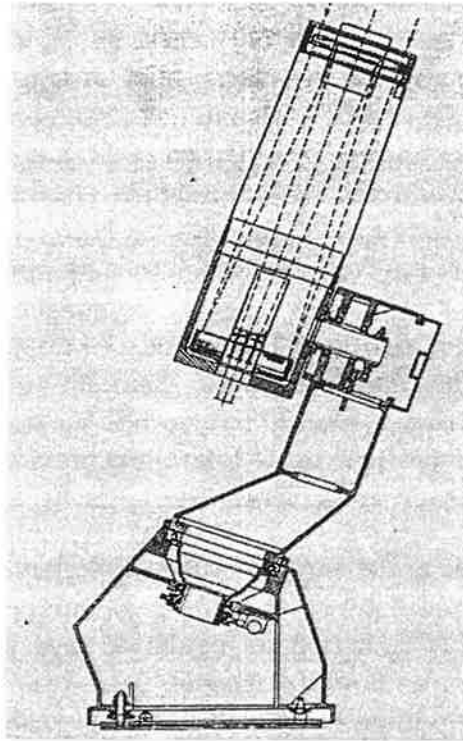
Teleskopet i Skibotn er hovedsakelig ment som et opplæringsteleskop for studenter som vil lære seg om praktisk astronomi. Det ble bestilt fra Canada i 1976 (fra firmaet Lorenz Scientific Ltd., Toronto), og kostet da ca. 400 000 kroner. I 1977-78 ble det bygd, montert i 1978 og i 1979 kunne det tas i bruk.



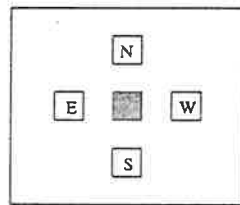
Figur 4.1: Figuren viser en skjematisk tegning av røret til hovedteleskopet. Til høyre ser vi sekundærspillet og festeordningen til det. Det er festet på tre skruer slik at det er mulig å justere vinkelen til speilet etter behov. Sekundær- og primær baffel vises til henholdsvis høyre og venstre på figuren. Primærspillet med fokalplanet vises til venstre. Dette speilet er også festet med tre skruer slik at det er mulig å justere vinkelen til speilet etter behov. Denne muligheten for justering er nødvendig under kollimering. En skisse av hele teleskopet vises i figur 4.2

Det er et ekvatorialt montert $f/10$ (Cassegrain) teleskop med reflekterende speil. Primærspillet er 50 cm i diameter, og sekundærspillet er 25 cm (se figur 4.1). Brennvidden på det totale system er 5 m. Speilene er beskyttet med hver sin baffel. Disse skal hindre at lys fra andre områder på himmelen enn der vi observerer skal komme inn i fokalplanet. Fokusering foregår ved at en gir signal fra en bryter (ca. en armlengde fra posisjonen en befinner seg når en ser inn i instrumentet) til en elektomotor som beveger sekundærspillet frem og tilbake. Dermed beveges også fokalplanet frem og tilbake. Sekundærspillet er montert på en snekkeskrue som gir presis føring frem og tilbake.

Teleskopet kan styres fra en konsoll som er montert på gulvet inne i kuppelen (gulvet kan kjøres opp og ned). Denne konsollen har knapper som gir høy og medium hastighet (se figur 4.3). I tillegg er der en styreboks som man kan holde i hånden. Denne har også knapper som gir sakte og medium hastighet.



Figur 4.2: Figuren viser en skisse av hele teleskopet (ekvatoriell type).



Figur 4.3: Ved å holde nede knappen i midten samtidig som en trykker på en av de andre knappene vil teleskopet gires opp ett nivå.

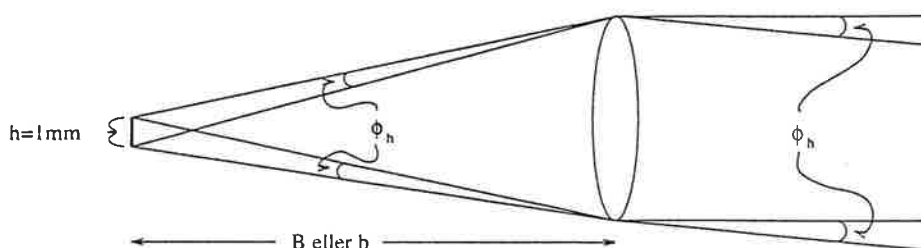
En slik boks er praktisk å bruke når man skal kjøre teleskopet uten at man ser særlig mye i mørket. Knappene på boksen blir for øvrig brukt til å sentrere objekter i blenderen. Stepmotorer kjører teleskopet i rektasensjon og i deklinasjon. Koblings plater forhindrer at tannhjulene i motoren blir ødelagt ved en stopp av teleskopet. For eksempel hvis en kjører teleskopet så langt ned i deklinasjon at fronten tar bort inventaret i kuppelen, vil koblingen forhindre at motoren brenner opp. Et annet eksempel er hvis ledninger som er koblet til teleskopet henger seg fast i inventaret mens teleskopet følger en stjerne, vil koblingen gjøre samme nytte. Kuppelen kan dreies 360° rundt. Den kjøres ved hjelp av to elektromotorer som er festet på hver sin side. Diameteren på kuppelen er 6 m (bilde av kuppelbygget i figur 3.1). I kuppelen er det en spalt med en luke som kan åpnes i

to forskjellige nivå. Enten kan nederste del hektes av, og man har mulighet til å observere objekt som står høyt på himmelen eller så kan man åpne hele luken, og observere objekt som ligger lavt i horisonten. Luken åpnes av en elektromotor som er montert i taket av kuppelen. Bredden på spalten er 1.75 m. Under kuppelen er det et hus med kontroll rom. Selve teleskopet er støpt på en sokkel som er i kontakt med grundfjellet. Det gjør at teleskop og kuppelbygg er helt uavhengig av hverandre. For å komme seg fra kontrollrommet og opp i kuppelen, må man gå ut, og opp en trapp på utsiden av bygget. Inngangen til selve kuppelen er altså på taket til kontrollrommet (se bildet på side 1 i oppgaven). Ledninger som går fra teleskopet ned til kontrollrommet går gjennom gulvet i kuppelen. Dette prøver man å isolere med isopor, men litt varm luft vil stige opp her. Dette kan føre til at rim legger seg på speilene og at billedkvaliteten blir dårligere på grunn av lokal turbulens under observasjon. Dette burde derfor forbedres.

I godset på hovedteleskopet er det montert to søketeleskop. Det minste teleskopet har en feltdiameter på 5° , mens det største har en diameter på $50'$. Okularet i det største følgeteleskopet har et tråkors med regulerbart lys. Stabilisasjonsvekter er montert på nord og sør siden av hovedteleskopet. I tillegg er det mulig å stabilisere teleskopet ved å henge blylodd på bakplaten (helt til venstre på figur 4.2). Dette må gjøres hvis en ønsker å observere med et lett instrument.

Det er også festet et mindre f/8 Cassegrain teleskop til hovedteleskopet, der primærspeilet er 20 cm. En kan feste et CCD kamera i Cassegrain fokus og dermed ha anledning til å ta bilder av himmelen. Muligheten til å benytte dette til autoguiding er tilstede. Ulempen er at når objektet som skal måles (for eksempel hurtig fotometri) er funnet, må en prøve å finne en passende guidstjerne. Dette er ikke lett slik som systemet er i dag, fordi slik som dette teleskopet er festet gjør det nærmest umulig å få sentrert en stjerne på CCD-brikken. Hvis en kunne klare å få dette teleskopet justert slik at det peker nøyaktig i samme retning som hovedteleskopet kunne man guide på samme objekt som ble observert i hovedteleskopet. Forutsetningen for at dette skal fungere er at stivheten til festet er høy. Slik som det er i dag beveger systemet seg når en låser CCD-kameraet bak på teleskopet.

Vi gjør noen utregninger for å undersøke hvor mange buesekunder pr. mm stjernehimmelen utgjør i fokalplanet:



Figur 4.4: Figuren viser teleskopet som et avbildet system med fokallengden B eller b , synsvinkelen ϕ_h og fokal planet til venstre.

Fra figur 4.4 har vi at for hovedteleskopet som har antatt fokallengde $B=5000$ mm og $\phi_h = \frac{h}{B}$ radianer:

$$\phi_h = \frac{h}{5000 \text{ mm}} \text{ rad}$$

hvor h er avbildningen av et objekt med vinkelutstrekning ϕ_h på himmelen. Og

$$1 \text{ rad} = \frac{(360 \cdot 60 \cdot 60)''}{2\pi}$$

Da får vi når vi velger $h = 1 \text{ mm}$ at

$$\phi_h = \frac{(360 \cdot 60 \cdot 60)''}{2\pi} \cdot \frac{1 \text{ mm}}{5000 \text{ mm}} \text{ rad} \approx 41.25''$$

Det vil altså si at fokalplanet til hovedteleskopet har en oppløsning på $41.25''/\text{mm}$. Det andre Cassegrain teleskopet har fokallengde $b=1600$ mm. Ved å bruke samme fremgangsmåte som ovenfor i utregningen kommer vi frem til at oppløsningen blir $\phi_h = 128.92''/\text{mm}$.

Teleskopet styres fra en Copam 386 SX16 PC, med 4 Mb RAM og en disk på 120 Mb, som står i kontroll-rommet. Maskinen kjører desqview v.2.26 multitasking [fra "Bruker Manual Skibotn Teleskop", skrevet av Inge Strømmesen, 1995]. Fordelen med Desqview er at man kan kjøre flere DOS programmer samtidig, samtidig som man har full kontroll over maskinen og dens resurser. For å starte opp de forskjellige programmene må man trykke på begge mus-knappene samtidig eller ALT-tasten på tastaturet. Velger så *open window*. Da kommer alle programmene frem på skjermen. For å starte opp teleskopet velges "Skibotn Teleskope Program". Dette programmet brukes til å vise posisjon til teleskopet, dato/tid og lokal stjerne-tid. Teleskopets (relative) posisjon leses av posisjonsgivere ("encoder" på engelsk) som er montert på aksene. Dette signalet går til datamaskinen som dermed registrerer posisjonen. Det er viktig at programmet startes før en setter i gang teleskopet. Programmet lagrer posisjonen fra forrige gang det ble kjørt. Hvis teleskopet var kalibrert korrekt før det ble stoppet, vil det også være

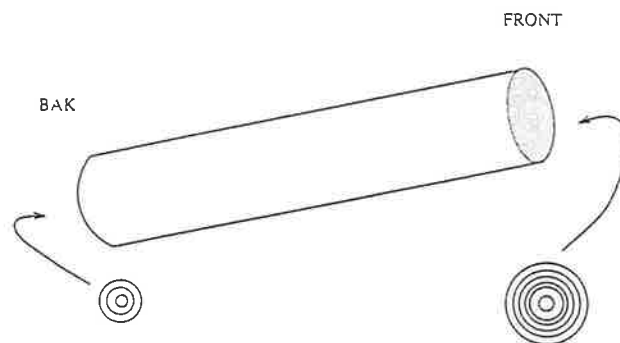
riktig ved oppstart igjen. En må slå av teleskopet før en slår av programmet for at denne funksjonen i programmet skal kunne fungere.

Det er lagt signal kabler ned fra teleskopet til kontroll-rommet for at signal fra fotometeret skal kunne registreres på en datamaskin der. Hvis følge-egenskapene til teleskopet hadde vært perfekt kunne en sitte i kontroll-rommet og følge med lyskurvene fra kontinuelig hurtig fotometri i lange perioder. Dette problemet kan løses ved å montere CCD kamera i kanal 2. En må opp i kuppelen for å rotere ca. en gang hver halv time. Det er også mulig å styre teleskopet nedenfra med en styringsboks som har medium og lav hastighet. Hvis en tar bilder av for eksempel en kulehop med CCD-kameraet er det praktisk å ha en slik boks så en slipper å gå opp i kuppelen for hver gang en vil flytte teleskopet noen få buesekunder.

4.1.1 Kolimering av teleskopet

Kolimering av teleskopet vil si å vippe primærspeilet og sekundærspeilet slik at begge symmetri akser faller sammen med optisk akse til teleskopet. Speilene hadde vært til aluminiumisering, så dette ble gjort før observasjonsperioden startet.

Hvite plast-plater med en tykkelse på ca. 2-3 mm ble brukt, en plate som passer inn i hullet på primærspeilet og en som passer foran teleskop-munningen. Hver plate har tegnet inn konsentriske svarte sirkler fra kanten og inn til sentrum. I sentrum er det skåret ut et lite hull som en kan se i gjennom (se figur 4.5).



Figur 4.5: Tegningen viser teleskop røret med kolimeringsplatene laget av hvit plast med svarte sirkler.

Det første en gjør er å ta ut sekundær speilet. En får da fri sikt til å rette på primær speilet. Det må to personer til får å gjøre denne jobben. Primær speilet justeres av en person ved hjelp av tre skruer som er festet til dette. Disse tre skruene gjør det mulig å vippe speilet i alle retninger. Den største platen festes

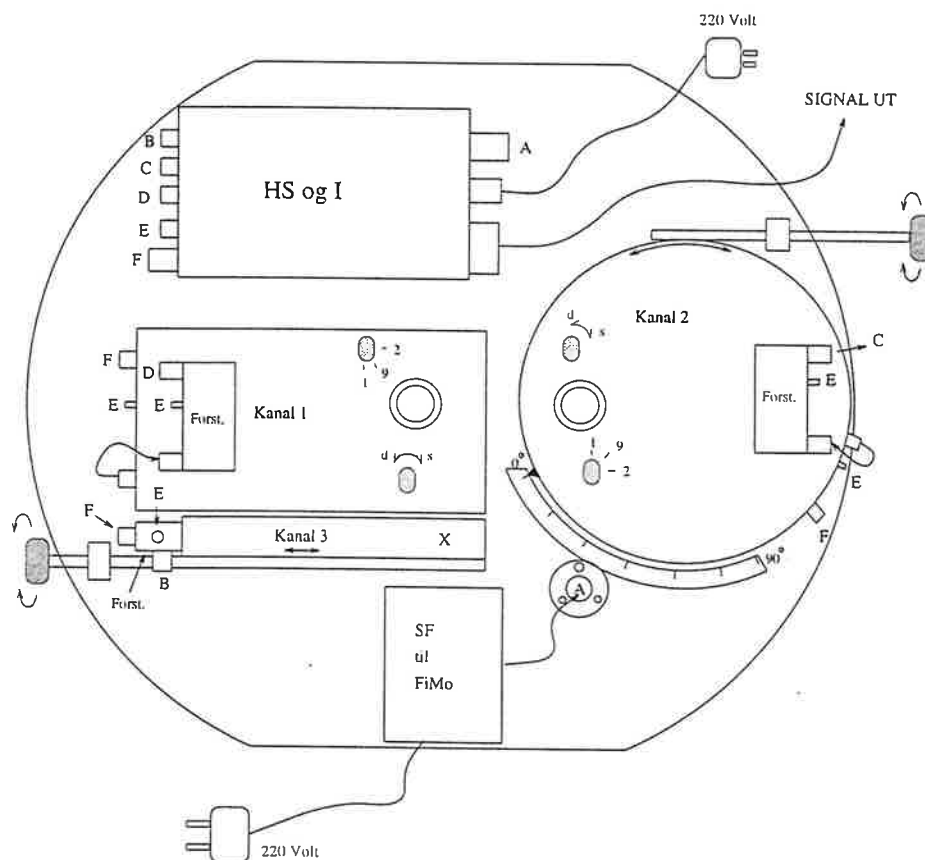
til fronten av teleskopet og den andre personen ser da i gjennom hullet i midten. Når ringene har samme avstand (og er sirkulære) fra sentrum av primær speilet er dette justert riktig. En kan se dette ved at en lyser inn gjennom platen i fronten samtidig som en ser gjennom hullet. De svarte ringene vil da reflekteres i speilet og en ser med rimelig stor nøyaktighet når alle ringene er konsentriske (altså at symmetri er oppnådd).

Så monterer vi sekundær speilet og gjør det samme med dette. Forskjellen er at nå ser vi inn i hullet i den minste platen som festes bak på teleskopet. Lyser så med lykt på samme måte som for primær speilet. Lyset fra ringene i bakplaten vil treffe speilet og reflekteres tilbake slik at en ser gjennom hullet når symmetrien stemmer.

4.2 Fotometeret

Fotometeret som ble brukt under observasjonene i Skibotn blir populært kalt pannekake fotometeret, på grunn av sin meget flate form. Som vi skal se i dette kapittelet, består det av flere deler. Filtere, filter motorer, blender åpninger, fotomultiplikatorer, forsterkere, grensesnitt og mikroskop er noen av de viktigste delene.

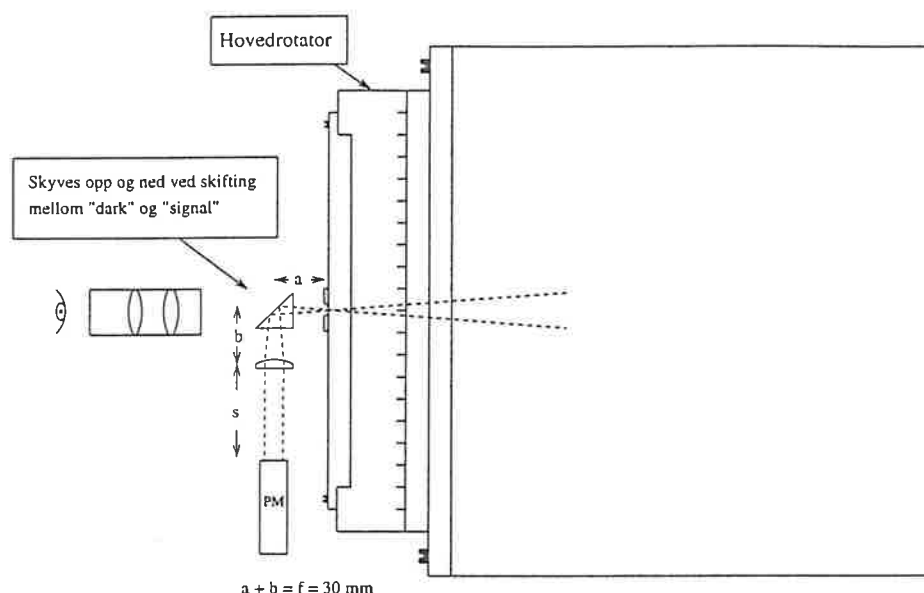
4.2.1 Utseende og virkemåte



Figur 4.6: Tegningen viser en skisse av fronten til pannekakefotometeret. Bokstavene på figuren forklares nærmere i teksten.

Pannekakefotometeret har tre kanaler hvor det er mulig å telle fotoner. Kanal 1 befinner seg på optisk akse når fotometeret er festet til teleskopet. Kanalen er beregnet til å observere stjerne i. Kanal 2 er også beregnet til observasjon av stjerne. Denne er det mulig å rotere 90° om sin egen akse. I tillegg kan man rotere

hele fotometeret 360° rundt optisk akse. Vi får dermed et felt som det er mulig å finne en stjerne som kan sentreres i kanalen (se figur 4.6 og 4.9). På grunn av vignettering vil ikke hele dette feltet kunne benyttes. Den største avstanden fra sentrum av kanal 1 en har funnet stjerne i kanal 2 er ca. 85 mm.



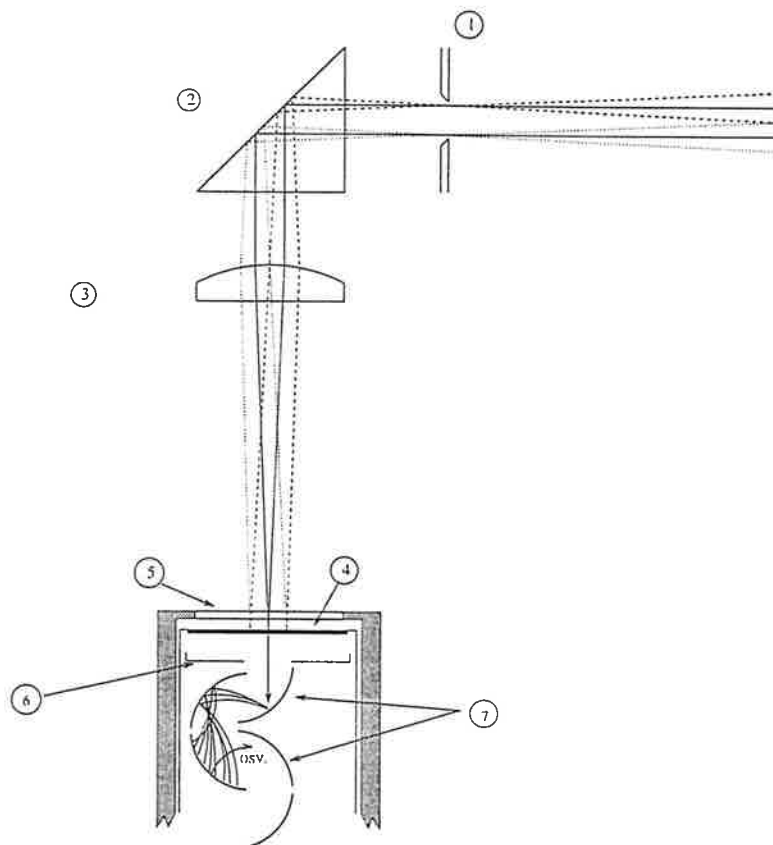
Figur 4.7: Tegningen viser hvordan rotatoren og fotometeret er montert bak på teleskopet, samtidig som den illustrer hvordan kanal 1 virker. Elementene i figuren er nærmere forklart i teksten

Forklaring til figur 4.6:

Boksen som befinner seg øverst til venstre på figuren er HS (Høyspenning) og I ("Interface" = Grensesnitt) i samme enhet. Mikroskopene markeres med sirkler på kanal 1 og 2 boksene. Bryterne som viser 1-9-2 betyr at det er mulig å skifte blenderåpning mellom 1, 9 og 2 mm. Bryterne som viser $d \leftrightarrow s$ (dark \leftrightarrow signal) brukes til å skifte mellom stengt og åpen kanal. "Forst." er forsterkerene til alle kanalene. "SF til FiMo" betyr Strømforsyning til filtermotorene. Denne boksen transformerer 220 volt ned til 6 volt slik at motorene får den spenningstyrken de skal ha. "X" er omtrent der lyset fra bakgrunnshimmelen kommer inn i kanal 3 fra andre siden av fotometeret. Hvis en skrur på kanal 3, så beveges hele kanalen frem og tilbake (vist med pil). Bokstaven "A" betyr at signal (fra datamaskinen) går fra "HS og I" til filtermotorene som befinner seg på andre siden. "B, C og D" er signal som kommer fra "Forst.", går inn i "HS og I" (Interface-delen), og videre ned til datamaskinen via "SIGNAL UT". "E" er stømforsyningen til "Forst.", og til lys på blender-godset (6 volt). "F" er høyspenning som fordeles til fotomultiplikatorene i alle 3 kanalene.

Den 3. kanalen er kun beregnet til å observere bakgrunn i. Det er derfor viktig

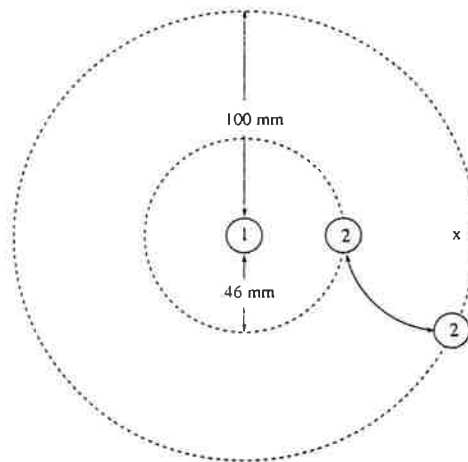
at man etter å ha sentrert stjerna i kanal 1 undersøker om det uheldigvis også er kommet stjerna inn i kanal 3 (se kapittel "Skanning av området rundt hver stjerna"). Hvis så er tilfellet, kan man ved å rotere litt på hovedrotatoren (figur 4.7) unngå denne stjerna. Stjerna i kanal 1 vil fortsatt befinne seg i sentrum. Det er også mulig å bevege kanalen litt ved hjelp av en skrue mekanisme (figur 4.6). Stjerna vil også da forlate blenderen.



Figur 4.8: Tegningen viser lys fra 2 kilder som kommer inn fra teleskopet fokuseres, reflekteres, brytes og gjøres om til elektroner når det treffer fotokatoden i fotomultiplikatoren. 1: Feltblenderen, 2: Kwartsprismet, 3: Fabry-linsen, 4: fotokatoden, 5: lysgjennomtrengelig glass beskyttelse, 6: Fokuserende elektroder og 7: dynoder

Kanal 1 og 3 har filtermotorer med en filterholder som inneholder 5 hull til å feste filter i. Vi har fylt 3 av hullene med U, B og V filtere (se kapittel "UBV målinger"). Det 4. hullet er åpent slik at det skal gå an å observere stjerna uten filter. Foran det 5. hullet er det limt svart papir slik at en har mulighet til å hindre lys fra å komme inn i kanal huset. Kanal 1 og 2 har mikroskop som en fokuserer på feltblenderen. Ved å sette prismet på figur 4.7 i mørkestrømposisjon vil vi ha mulighet til å se på blenderen. Kanal 3 har ikke mikroskop.

Filtermotorene er synkronisert slik at samme filter befinner seg i lysgangen til kanal 1 og 3 under observasjon. I programmet Quilt9 (som styrer filtermotorene og tar i mot signal fra fotometeret) er det mulig å sette hvilke filter en ønsker å observere med. En kan også bestemme integrasjonstiden for hvert filter.



Figur 4.9: Figuren viser feltet i fokalplanet en får ved å rotere kanal 2 90° og kanal 1 360°. 1: Sentrum og blender i kanal 1, 2: Blender i kanal 2 og X: Sentrum i kanal 2. Feltet ligger mellom 46 mm og 100 mm.

Alle tre kanalene har feltblender (figur 4.8). Kanal 1 og 2 har mulighet til å skifte mellom 3 forskjellige blenderstørrelser (1, 2 og 9 mm). Kanal 3 har fast størrelse (1 mm). Fotomultiplikatoren i alle 3 kanalene er loddrett på optisk akse. Det er derfor et kvarts prisme som reflekterer lys inn til fotokatoden (kvarts absorberer ikke i ultraviolet). For å oppnå best mulig refleksjon er prismet aluminiumisert på den flaten som reflekterer lyset. En Fabry-linse (også i alle 3 kanalene) er plassert mellom prismet og fotomultiplikatoren. Egenskapen til Fabry-linsa (og dens plassering) er at lyset fra alle kilder i blenderen avbildes på samme sted på detektoren. Avstanden s blir da ved Gauss' linseformel [Nordling et. al, 1987] (figur 4.7)

$$\frac{1}{s} + \frac{1}{f + F} = \frac{1}{f} \Rightarrow s = 30.18 \text{ mm}$$

Der F er fokallengden til teleskopet og f er fokallengden til Fabry-linsa. Verdiene $F = 5000$ mm og $f = 30$ mm er brukt.

Fotomultiplikatoren består av lysfølsom katode, fokuserende elektroder, dynoder og en elektron-samlende anode, og alle befinner seg i vaakum. Lyset treffer fotokatoden (figur 4.8) og river løs elektroner som akselereres inn mot den første

dynoden. Elektrodene fokuserer elektronstrømmen fra katoden inn mot dynoden. Spenningen mellom hver dynode er ~ 100 volt. Det medfører at ~ 3 elektroner blir slått løs for hvert elektron som treffer en dynode. Det er 10 slike dynoder i vår Hamamatsu R647-04 fotomultiplikator [Hamamatsu, 1990].

Signalet fra fotomultiplikatoren (i μV området) blir diskriminert, forsterket (området 3 til 5 volt) og sendt videre til "interface" der det blir transformert til firkant-pulser som kan registreres av datamaskinen med programmet Quilt9.

4.2.2 Historie

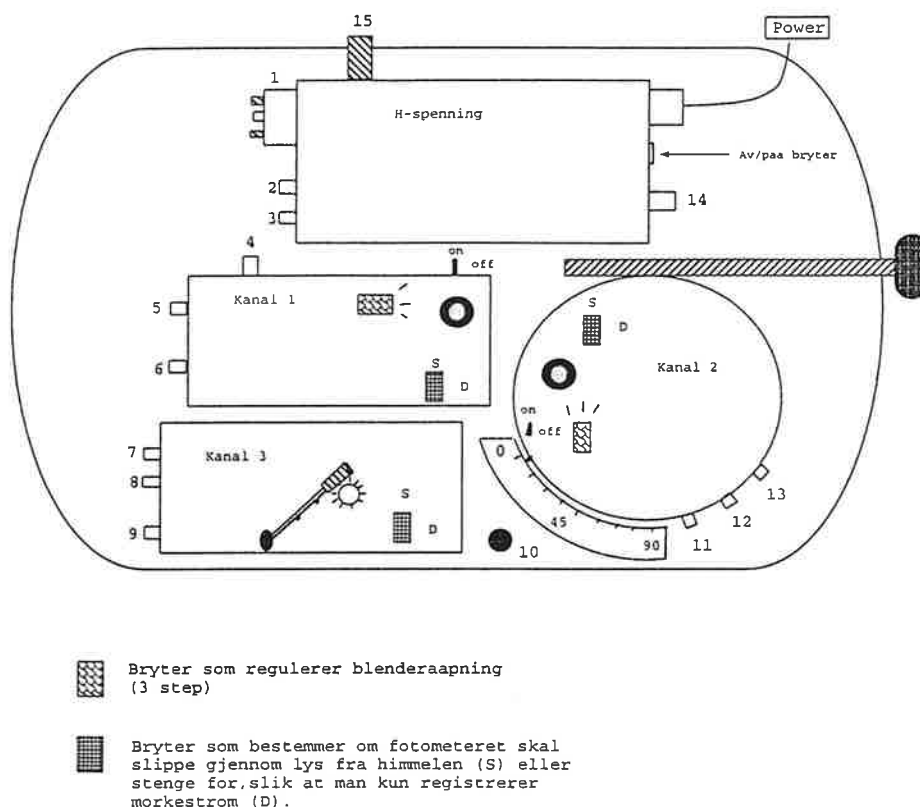
Da det ble bestemt (1991) at Maidanak observatoriet (Uzbekistan) og Assy-Turgen observatoriet (Kazakhstan) skulle brukes i forbindelse med WET (Whole Earht Telescope)-observasjoner måtte det konstrueres et lettere fotometer enn det Texas fotometeret er. Vi måtte ha et mer mobilt fotometer. Texas fotometeret var på den tiden veldig tungvindt å flytte på på grunn av dets størrelse og vekt (Det omfattet en stor kasse på ca. 65 kilo som skal transporteres). Det sier seg selv at det er vanskelig for 1 person å reise med. I dag er Texas Fotometeret blitt "carry on luggage". Det vil si at det er mulig å demontere slik at de viktige (aktive) delene kan legges i koffert og lett transporteres, mens de tyngre (passive) delene blir igjen på observatoriet.

I løpet av 2 måneder (februar-mars) 1992 konstruerte Edmund Meistas pannekake-fotometeret ved Nordlysobservatoriet i Tromsø. Målsetningen med fotometeret var at det skulle være lett i vekt, lett å bygge og lett å bruke. I samarbeid med verkstedfolk klarte de å bygge fotometeret slik at det kunne brukes til observasjon i WET-kampanjen september 1992. Fordelen med dette instrumentet er at det veier lite og tar liten plass. Vekten av selve plata med elektronikken ligger på rundt 20 kilo med en tykkelse på 40 millimeter. Denne tykkelsen er aluminiumsplata og boksene som er montert på plata (den totale tykkelse i dag er på ca. 140 mm inkludert den avstanden som filtermotorene stikker ut). En kan si at målsetningen er oppfylt med dette instrumentet.

Tidspress førte til at det bare ble bygd 2 kanaler før fotometert ble transportert til Maidanak observatoriet i mai 1992. Der skulle Jan-Erik Solheim og Edmund Meistas teste observasjonsforhold og utsyr for å sjekke om stedet dugde som WET-observatorium. Det skulle vise seg at både observatoriet og pannekake-fotometeret fungerte tilfredstillende.

Det ble fort konstantert at kanal 2-rotatoren måtte forbedres. Det var plassert et handtak som man skulle bruke til å dreie kanalen med. Det ble en alt for grov bevegelse. Sentrering av kanal 2-stjerne var nesten umulig på grunn av dette. Midlertidig forbedring ble gjort av Edmund Meistas i løpet av oppholdet.

Det ble laget en bedre løsning i Vilnius etter retur fra Uzbekistan. Denne er ennå i bruk i dag, se figur 4.10. Det er en justeringsmekanisme som gir mye finere bevegelser av rotasjonen enn tidligere. Denne blir montert før WET-kampanjen høsten 1992.



Figur 4.10: Tegning av fotometeret slik det så ut før ombyggingen av kanal 3. Tallene på figuren viser sammenkoblingene av enhetene: $1 \leftrightarrow 12$, $1 \leftrightarrow 4$, $1 \leftrightarrow 8$, $2 \leftrightarrow 5$, $3 \leftrightarrow 7$, $11 \leftrightarrow 14$, $6 \rightarrow$ signal ut av kanal 1, $9 \rightarrow$ signal ut av kanal 3, $13 \rightarrow$ signal ut av kanal 2, $10 \rightarrow$ signal inn til filterhjul (kan være manelt eller styres automatisk fra datamaskin), 15 er bryter som regulerer spenningen på fotomultiplikatoren.

Hvis man etter å ha fått stjerne inn i både kanal 1 og 2 har stjerne også i kanal 3, kan man skyve denne stjerna ut av kanalen ved å dreie på skrumekanismen som er montert på kanal 3 boksen.

I september 1992 drar Jan-Erik og Edmund til Maidanak observatoriet for å observere WET. Pannekaka inneholdt et vanlig glassprisme for overføring av innkommet lys fra teleskopet (1.0 meters teleskop) til fotomultiplikatoren. Objektet som ble observert var PG 2131+066 som har en V-magnitudo på bare 16.63. Stjerna var så svak at den ikke kunne sees igjennom blenderåpningen. For å være sikker på at det var riktig stjerne som var i blenderen måtte teleskopet føres på

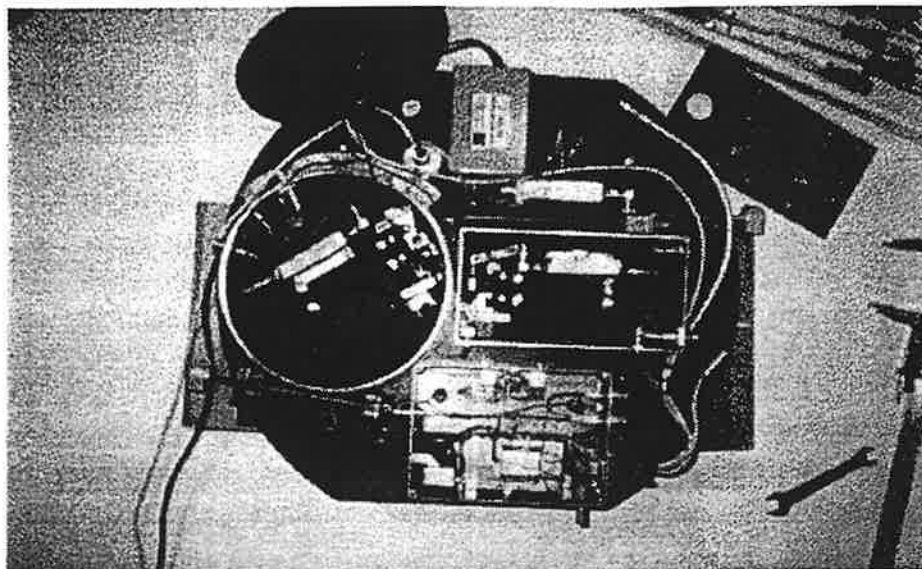
en slik måte at stjerna drev ut og inn av blenderen flere ganger under innstillingen. Selv dette var ingen hindring for at det ble det observert gode data som kunne brukes av WET. Det blir her fastslått at Maidanak observatoriet kan bli viktig for WET. Glassprismet absorberer ultrafiolett lys, så det måtte bli skiftet ut (etter anbefaling fra WET) med et kvarts prisme for å fange opp energi også i det ultrafiolette bølgelengde området.

Etter Maidanak turen høsten 1992, ble fotometeret transportert til Skibotn der det skulle testes på teleskopet. Pannekakefotometeret ble konstruert spesielt for teleskopet på Maidanak observatoriet, så det passet ikke på Skibotn teleskopet i utgangspunktet. En rotator måtte lages til teleskopet. Rotatoren ble festet til teleskopet og fotometeret ble deretter festet til rotatoren. Fra nå av kunne pannekaka brukes til observasjon i Skibotn.

Høsten 1993 ble det bestemt at det skulle foretas eloksering av overflaten til fotometeret. Denne prosessen består i at aluminiumen blir oksidert, og det dannes en svart stoff (Al_2O_3) som er svært hardt, og dermed vanskelig å fjerne. Dette var ment å redusere lysrefleksjon. Deretter bringes fotometeret til La Palma for observasjon i WET-kampanje. Underlige ting skjer under målingene. En veldig ustabilitet i tellingene oppsto. Årsaken var at overflatebehandlingen av plata førte til at den ikke ble ledende, slik at det oppstod potensialforskjeller mellom de forskjellige enhetene (boksene). Dermed ble jordingen dårlig. Dette førte til at tilleggspulser forekom og derav mistenkelig oppførsel av lyskurvene. Det måtte skrapes i aluminiumen for å oppnå brukbar jording igjen. Edmund bringer fotometeret til Vilnius for å finne ut av problemet. Alle kontaktpunkter blir skrapet, slik at jording blir bedre.

I denne perioden blir forsterkerne byttet ut med noen mindre som er laget av laboratoriet for Astrofotometri (Universitetet i Vilnius), under ledelse av Romas Kalytis, som sier at disse er bedre enn de forrige. I tillegg blir glass-prismene skiftet ut med kvarts-prismer. Problemet med glass prismer er at glass absorberer i ultrafiolett. Tap av lys i dette området unngår man ved å skifte til et prisme laget av kvarts. Prismene blir også behandlet med aluminium på refleksjon siden. Man vil allikevel miste litt lys, fordi aluminium absorberer 12% av lyset som reflekteres ved $\lambda = 5500\text{\AA}$ [Allen, 1973]. Kanal 3 blir endelig montert i Vilnius (laget i Tromsø).

Det har av og til vært problemer med grensesnittet helt siden fotometeret ble produsert. I vår-kampanjen 1994 i Kazakhstan viser det seg at av og til stopper kanal 3-telleren i interfacen å telle. Man trodde først det var temperaturvariasjoner eller fuktighet som forårsaket dette, men i Vilnius fant folkene der ut at det var feil i en krets i interfacen. Dette ble så rettet opp. Dermed forsvant også dette problemet. Siden har fotometeret vært i bruk i Høst-kampanjen 1994 (Maidanak), kurs i Skibotn januar-februar 1995 og 1996, og vår-kampanjen 1995 (Maidanak).



Figur 4.11: Fotografi tatt av innsiden til fotometeret før ombyggingen i Vilnius september 1995. Den sirkulære boksen til venstre er kanal 2 som kan roteres 90°. Øverst er det en transformator som transformerer 220 volt til 6 volt, slik at filter motorene får den spenningen de trenger. Til høyre finnes kanal 1. Nederst finnes boksen til høyspenningskilden. Kanal 3 er den smale boksen som ligger rett over på langs med kanal 1. Forsterkeren til kanal 3 er koblet til på utsiden (rett over på bildet).

I vår-kampanjen 1995 viste det seg at kanal 2 oppførte seg merkelig, med variable høye tellinger. Man lot høyspenningen stå på i et helt døgn før tellingene roet seg ned og ble stabil igjen. Høyspenningen ble ikke slått av i løpet av hele observasjonsperioden. Dette førte til gode resultater.

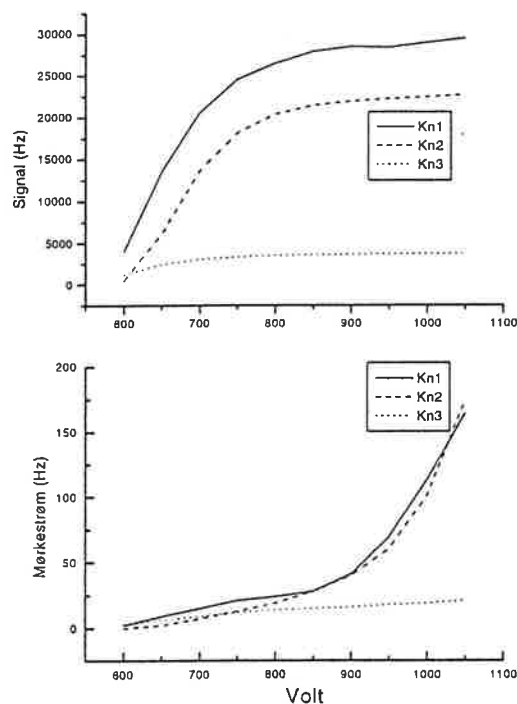
Ingen forandringer gjøres med fotometeret før høsten 1995. Da blir pannekake-fotometeret testet grundig i Vilnius. Det viser seg at både kanal 2 og 3 oppfører seg ustabil. Ting som blir gjort med fotometeret:

- Skifter fordelere som fordeler strøm til dynodene i fotomultiplikatoren.
- Skifter forsterkere (laget i Vilnius).
- Interface og høyspenning bygges i samme boks, og monteres på plata.
- Skifter polaritet (fra - til +) Forhindrer dermed at et kraftig felt danner seg mellom fotokatoden og beskyttelsen rundt fotomultiplikatoren. Det vil si at nå starter potensialet på 0 volt ved katoden og øker med 100 volt for hver dynode innover i fotomultiplikatoren mot anoden.

- Forbedrer jordingspunkter.
- Skifter ut kanal 3 boksen med en mye mindre enhet.

Da disse forbedringene ble gjort fungerte kanal 1 og kanal 2 svært godt med stabilt lave mørkestrømtellinger. Kanal 3 hadde ennå for høye tellinger, så denne byttes ut med en ny fotomultiplikator. Hele kanal 3-boksen ble altså skiftet ut med en mye mindre boks i tillegg til at det optiske system i kanalen forbedres. Tester av pannekaka i Skibotn viste at kanal 3 fikk alt for høye mørkestrømstallinger. Dette ble forbedret av Edmund Meistas ved å filtrere bort støypulser fra høyspenningskilden slik at fotomultiplikatorene fikk jevn tilførsel av høyspenning. Nå virket alle 3 kanalene meget godt med tilfredstillende lave tellinger, ca. 2-8 tellinger pr. sekund med -5°C i kuppelen og 950 volt fra høyspenningskilden.

4.2.3 Følsomhetskurver av U, V og B-filteret og følsomhetskurver/Spenningskurver til fotomultiplikatorene

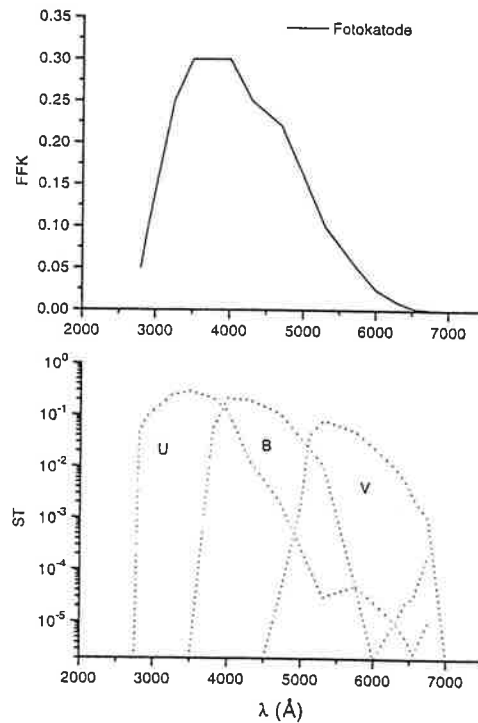


Figur 4.12: Figuren viser spenningskurver til fotomultiplikatorene i kanal 1, 2 og 3. Øverste diagram er med signal i lysgangen og nederste diagram er med lysgangen lukket (mørkestrøm). I det øverste diagrammet er tellingene mye lavere i kanal 3 enn kanal 1 og 2 på grunn av svakt signal i lysgangen. Kurven skal vise platå på samme nivå som de to andre kurvene.

For å finne hvilken høyspenning som er den beste til fotomultiplikatorene trenger vi å finne ut for hvilken spenning signalet stabiliserer seg. Dette kan gjøres ved at en plasserer en konstant kilde i lysgangen til kanalen. Spenningen varieres fra 600 til 1050 volt samtidig som tellingene fra røret registreres. Dette ble gjort og resultatet fises i figur 4.12

Følsomhetskurven til fotomultiplikatorene er hentet fra Hamamatsu katalogen (1990) og vises i øverste panel på figur 4.13. Filterene som er brukt er bestilt (mars, 1989) fra firmaet Schott (Mainz i Tyskland). U-filteret er et 1 mm tykt (type UG 5) ultrafiolett-gjennomtrengelig svart-glass [FARB und FILTER GLAS]. B-filteret (type BG 37+GG 13) består av to 2 mm tykke glassfilter. Det ene

er et rødborberende blåviolet glass. Det andre er et ultraviolett absorpsjonsglass som absorberer til rundt 3500 Å. V-filteret (type OG 4) er et 3 mm tykt gul-orange-rødt glass med absorpsjonskant (rundt 5000 Å) mot kort bølglengde. Multipliserer man disse U, B og V -filterene med følsomhetskurven til fotokatoden, får vi resultatet som vises i nederste panel på figur 4.13. Estimerte sentralbølglengder er $\lambda_U \sim 3500$ Å, $\lambda_B \sim 4200$ Å og $\lambda_V \sim 5500$ Å. Lena [1988] gir disse verdiene til å være 3600, 4400 og 5500 Å for henholdsvis U, B og V filteret. For at filtertransmisjonskurvene skal være helt gyldige, må de også multipliseres med standard atmosfære transmisjon. I tillegg må kurvene korrigeres på grunn av forskjellig absorpsjon ved ulike bølglengder i Aluminium. Dette er ikke blitt gjort i figur 4.13.



Figur 4.13: Øverste panel viser FFK (Følsomhet til Foto-Katode) som funksjon av bølglengde (λ). Nederste panel viser ST (Systemets Transmisjon) som funksjon av bølglengde med U (Ultrafiolett), B (Blått) og V (av engelsk "Visual") filter. Med ST menes transmisjonen etter at FFK og filtertransmisjonen er foldet. Resultatene våre fra kapittel 6.6 viser at systemet har en formidabel rød lekkasje i U og B filterene.

4.2.4 Måling av blenderens størrelse

Erfaringer gjort av Egge [1982] viser at det kan være lurt å kontrollere størrelsene til blenderåpningene før en går i gang med redusering av data. Dette gjalt spesielt for chopper-metoden som han brukte. Hvis arealet av blenderene viser seg å være ulikt kan en finne forskjellen, og dermed korrigere for denne. Dette er blitt gjort på to forskjellige måter. Den ene måten er å observere blenderåpningen gjennom et mikroskop som har skala tegnet inn. Den andre måten er å føre teleskopet i nord-sør retning slik at en stjerne driver gjennom sentrum av blenderen. Denne siste måten å finne størrelsen på står nærmere beskrevet i kapittel 6.4. Det ble gjort 3 forsøk på å føre stjerna inn i blenderen, gjennom sentrum og ut igjen med 1 mm blender. Verdiene etter disse forsøkene ble 39, 36 og 40 buesekunder. Usikkerheten ble anslått til å være $\pm 1''$. Gjennomsnittet blir $\sim 38''$. Når en antar at $41.25''$ tilsvarer 1 mm i fokalplanet vil det si at blenderen ble målt til 0.92 mm.

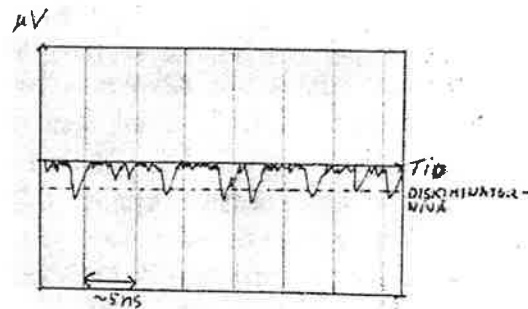
For 2 mm blender fikk vi verdiene 80, 82, 85 og 81 buesekunder med samme usikkerhet som for 1 mm. Gjennomsnittet blir $82''$ som tilsvarer 1.97 mm i fokalplanet. Årsaken til at disse verdiene varierer en del, kan være at stjerna ikke er 100% sentrert hver gang. Hvis dette er tilfellet, tilsvarer den største diameter i buesekunder den beste sentrering. Verdiene blir da 0.97 mm for antatt 1 mm blender og 2.06 mm for antatt 2 mm blender. Denne metoden for å finne blenderens størrelse kunne ikke benyttes for kanal 3, fordi en ikke kan foreta visuell sentrering av noe objekt her. En måte å gjøre dette på er å føre teleskopet frem og tilbake på forskjellige områder på himmelen samtidig som en registrerer signalet fra denne kanalen med kort integrasjonstid ($\sim 0.1 - 0.5$ s). Etter at man har fått et objekt inn i blenderen kan sentreringen begynne. Det foregår ved at en beveger teleskopet sakte slik at en ser av tellingene på skjermen når objektet forsvinner ut av blenderen. Slik kan en justere rektasensjon og deklinasjon helt til at objektet befinner seg i sentrum. (Denne metoden kan også benyttes ved sentrering av en stjerne som skal observeres og som er så svak at den ikke kan sees med menneskeøyet).

En annen måte å måle blenderens størrelse på er en visuell observasjon av blenderåpningen gjennom et mikroskop. De samme mikroskopene som er skrudd inn på baksiden av fotometeret i kanal 1 og 2 ble brukt. Disse inneholder en skala hvor hver strek har en avstand på $1/20$ mm. Vi anslår derfor usikkerheten av målingene til ± 0.025 mm og kommer frem til at 1 mm blender i kanal 1 er 1.00 ± 0.025 mm, og 2 mm blender i samme kanal gir 2.02 ± 0.025 mm. Dette kunne gjøres ved å belyse blenderen fra fremsiden (siden som peker inn mot teleskopet) av fotometeret etter at prismet på figur 4.7 er skjøvet opp. Mikroskopet sitter helt fast, så en kan måle uten at skalaen beveger seg. Dette ble en del vanskeligere ved målingen av kanal 3. Kanalen har ingen mulighet for visuell observasjon av blenderen mens kanalen er montert på fotometeret. Vi må derfor skru av kana-

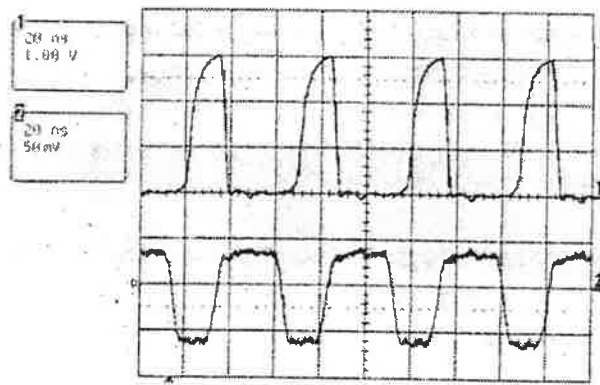
len. Festet den så i et stativ og brukte mikroskopet fra kanal 1 til å se inn på blenderen fra fremsiden. Etter lang tids observasjon kom vi frem til at blenderen var så nær 1 mm som det var mulig å observere. Så en kan konkludere med at det ikke er blenderenes størrelse som er årsak til forskjellen i tellinger mellom kanal 1 og kanal 3 når 1 mm blender brukes i kanal 1 (se kapittel 6.1).

4.2.5 Forsterker/diskriminator

Signalet som kommer fra Fotomultiplikatoren befinner seg i μV området, og ser ut som på figur 4.14. For å unngå at alle pulsene blir forsterket, må pulsene først passere et diskriminativnivå. Pulsene fra fotomultiplikatoren som er store nok vil bli forsterket og få en form som vist i figur 4.15. Pulsene fra forsterkeren (F 316 C) går videre til gransesnittet der de blir telt, og dernest registrert av datamaskinen.



Figur 4.14: Frihåndstegning av signal fra fotomultiplikatoren



Figur 4.15: Den nederste kurven viser signalet som kommer fra en signalgenerator. Øverste kurve viser hvordan signalet ser ut når det er forsterket. Øverste kurve har en vertikal skala på 1.0 Volt mellom hver strek, mens nederste kurve har vertikal skala på 50 mV for hver strek. Horisontalt er det 20 ns mellom hver strek både for øverste og nederste kurve.

Kapittel 5

METODER VED OBSERVASJON OG REDUKSJON

5.1 Observasjonsteknikk

En er nødt til å velge observasjonsteknikk ut i fra hva som er hensikten med observasjonen. I vårt tilfelle ble det benyttet to forskjellige teknikker. Den ene (som ble mest benyttet), hadde som formål å observere 4 stjerner i V-filter i løpet av en hel natt. Den andre hadde som formål å observere forskjellige stjerner med forskjellig spektralklasse i U, B og V-filter rundt på hele himmelen. Vi skal her gå nærmere inn på disse to metodene.

5.1.1 DSN kampanjen

Det ble bestemt at Skibotn skulle være med i en verdensomspennende kampanje kalt "Delta Scuti Network". Kampanjen ble styrt fra astrofysisk institutt i Wien. Kampanjen ble ledet av prof. M. Breger som bestemte hvilken observasjonsmetode som var mest hensiktsmessig å bruke til observasjon av de variable stjernene 4Cvn og HD 108100. Det ble valgt ut to konstante sammenligningstjerner som skulle brukes til beregning av ekstinksjon, drift og transmisjons variasjon gjennom atmosfæren. Det er derfor viktig at sammenligningstjernene ligger så nært de variable objektene som mulig. Tabell 5.1 gir oss noen opplysninger om stjernene som ble brukt. Betegnelsen V i tabellen for HR 4715 (4CVn) og filter V bør ikke være gjenstand for forvirring senere i oppgaven.

Stjerne	R.A (1996.0)	Dec (1996.0)	V	B-V	U-B	Sp.kl.	Bet.
HR 4715	12 ^h 23 ^m 35 ^s	42° 33' 53"	6.1	+0.33	+0.18	F3 III	V
HR 4843	12 ^h 44 ^m 16 ^s	44° 07' 30"	6.33	+0.43	+0.13	F6 IV	C1
HR 4728	12 ^h 25 ^m 39 ^s	39° 02' 27"	5.02	+0.96	+0.73	G9 III	C2
HD 108100	12 ^h 24 ^m 45 ^s	42° 52' 36"	7.1	+0.36	+0.02	F2	G

Tabell 5.1: Tabellen viser en oversikt over objektene som ble observert i Skibotn under DSN-kampanjen. Rektasensjon og Deklinasjon er fra 1996. Magnituden er i V-filter. I kolonne "Bet." er forkortelsen som er brukt på stjernene i fortsettelsen av oppgaven. C1 og C2 kommer av engelsk "Comparison 1" og "Comparison 2".

Selve observasjonen av stjernene gikk i syklus

C1 - V - C2 - C1 - V - C2 - G - osv...

Årsaken til at V observeres oftere enn G er at den har mange flere og kortere perioder enn G. Det er viktig at en hele tiden følger denne syklusen. Hvis atmosfæren

er årsak til variasjoner i C1 og C2 vil disse variasjonene kunne korrigeres også i V (som observeres i tiden mellom disse). Hvis C1 og C2 viser stor variasjon i forhold til forrige C1 og C2 par, vil man med sikkerhet kunne forkaste observasjoner av V som ble gjort i mellomtiden.

Hurtig skifting mellom objektene er en fordel. Dette fordi en ønsker så tett med målinger av V som mulig. Det krever god fingerferdighet i mørket. Detaljert sett foregikk observasjonen på følgende måte:

- Teleskopet flyttes mot stjerne. (Ved hurtig bevegelse av teleskopet må man være forsiktig med hvor lenge det raskeste giret til teleskopet benyttes. Det er en viss treghet i systemet, Kjører man for lenge med dette giret, vil teleskopet bevege seg forbi stjernen som det skulle flyttes til. Resultatet er at man må kjøre tilbake, og taper dermed tid. Man lærer seg etterhvert å høre på lyden av teleskopet når en skal slippe knappen.
- Når teleskopet var flyttet til området stjerna befant seg, skulle den sentreres. Koordinatene til alle 4 stjernene ble skrevet med store svarte tall på ett hvitt ark slik at minimalt med lys måtte til for å se disse. Lyset fra skjermen som viste koordinatene og fra skjermen som viste lyskurven (fra Quilt9) var nok. Under flytting stenges kanal 1. Når kanalen er stengt vil en kunne se inn på feltblenderen. Vi unngikk dermed tidstap på grunn av fomling etter bryteren som stenger kanalen. Vi kunne med en gang se inn på blenderen hvor stjerna befant seg når teleskopet var flyttet ferdig ved hjelp av koordinatene på skjermen. Etter sentrering ble kanalen åpnet og 5 hele integreringer foretatt (Fulgte med på skjermen).
- Så tidlig som mulig etter at 5. punkt var kommet opp på skjermen ble teleskopet kjørt ut ca. 10 tidssekunder for å måle bakgrunn (2 integrasjoner)
- Når to punkter med bakgrunn var målt ble kanalen stengt og hurtig flytting til neste stjerne foretatt øyeblikkelig. Når en jobber slik i flere timer i -15 til -20°C går det ut over konsentrasjonen. Derfor ble det laget et skjema der syklusen var skrevet linje for linje. Det var bare å krysse av for den stjerna som var observert mens flytting til neste pågikk. Slik ble det lettere å holde kontroll med hvilken stjerne som skulle måles til enhver tid.

5.1.2 UBV

Hensikten med UBV fotometri er å sammenligne ukjente stjerner med kjente UBV standardstjerner slik at man kan bestemme magnitudo i de forskjellige bånd. Vår UBV serie hadde som hensikt å beregne ekstinksjonsparametere for å bestemme

hvordan luftmassen over Skibotn observatorium påvirker lyset fra stjernene. En viktig del av UBV fotometri er å finne standard stjener. En bør bruke god tid og være nøye med akkurat dette. Det er for eksempel viktig å vite hvor stjerner befinner seg ved observasjonens tidspunkt. Forberedelsene til UBV fotometri 11/3 1996 ble gjort i god tid før observasjonen tok til. Det skulle likevel vise seg at posisjonene til alle stjernene som var regnet ut på forhånd var regnet ut feil. Timevinkelen var forskjøvet 12 timer i forhold til det den skulle være. Det førte til at alle stjernene som lå lavt i sør i tiden da observasjonen skulle begynne befant seg langt under horisonten i nord. Så en måtte finne nye stjerner fra UBV katalogen samme natt som observering skulle foregå.

En annen viktig del er å kontrollere om filtermotorene roterer slik de skal. Det er også viktig å sjekke hvilket filter en har i lysgangen til en hver tid. Programmet har 4 filterposisjoner tilgjengelig. I programmet Quilt 9 (som styrer fotometeret) er det mulig å sette forskjellig integrasjonstid på hvert filter. En må derfor merke seg i programmet hvilke filter som tilhører hvilken posisjon. Dette kan gjøres raskt ved at en person befinner seg i kuppelen og kontrollerer hvilket filter som sitter i lysgangen. En annen person sitter i kontroll-rommet og aktiviserer hvert enkelt filter etter tur. Dette gjøres ved at en setter integrasjonstid (for eks. 10 sekunder) på den filterposisjonen man ønsker å undersøke samtidig som de andre 3 posisjonene har verdien 0 sekunder. Personen i kuppelen forteller hvilket filter som er synlig for hver posisjon. Dette kan skrives inn i programmet ved å trykke "ctrl←". Når en er ferdig med å skrive inn filter for hver posisjon, trykker man "ctrl→".

Så må teleskop posisjonen kalibreres slik at det blir lettere å finne stjernene som skal måles. Når dette er gjort, kan man begynne observasjons serien. Stjernene var spredt tilfeldig utover himmelen. De som lå lavest måtte observeres først slik at en fikk observert dem før de gikk ned under horisonten. Noen av stjernene ble det tid til å observere 2 til 3 ganger, så til sammen fikk vi 46 målinger i løpet av natten.

5.2 Fremgangsmåte ved reduksjon

5.2.1 Bakgrunnsdata

Vi starter med å sile ut bakgrunnsmålingene for hver natt. Dette ble gjort i programmet Microsoft Excel versjon 5.0. Det var ingen programvare som kunne gjøre denne jobben automatisk, så det måtte gjøres manuelt. Årsaken til at det er vanskelig å benytte et program til å plukke ut bakgrunnsmålingene er at Skibotn har veldig høyt og variabelt bakgrunnslys. I tillegg får vi punkter som vi ikke vil ha med i reduksjonen når teleskopet flyttes for å måle bakgrunnen, fordi Quilt9 programmet måler kontinuerlig.

Etter hver observasjon av stjerne ble teleskopet flyttet ut til samme posisjon i forhold til hver enkelt stjerne for å gjøre 2 integreringer av bakgrunn (i begge kanaler). Disse markeres hver for seg, og kopieres ved hjelp av musen over i ett nytt Excel regneark. Da alle bakgrunnsmålingene fra hver natt var samlet i hver sin Excel-fil, ble disse kopiert over til Microcal Origin versjon 3.5. Microcal Origin er et Windows basert program som kan utføre matematiske og statistiske beregninger i tillegg til å plote data. Tellingene fra kanal 1 blir plottet mot tellingene fra kanal 3. En kan da finne hvordan kanalene samsvarer. Netto lys fra stjerna i kanal 1 er gitt av ligning 5.3. Resultater finnes i kapitlet "Bakgrunnsmålinger".

5.2.2 Wien-teknikk for DSN kampanjen

Det første en må undersøke er om målingene har rett format. Det skal i utgangspunktet være to kolonner (tid og tellinger pr. sekund). Vårt program, som er Quilt 9, produserer start tid og tre kolonner med totalt antall tellinger fra kanal 1, 2 og 3. Så det vi må gjøre er å importere filen som er produsert i Quilt 9 inn i Excel 5.0 som ASCII-format. En lager så første kolonne som skal inneholde universal tid. Siden det ble observert med 10 sekunders integrasjonstid, måtte tellingene fra kanal 1 og 3 divideres med 10 for å få tellinger pr. sekund. Kolonnen fra kanal 2 slettes.

Neste steg er å korrigere for mørkestrøm. Det gjør en ved å trekke et vanligvis konstant tall fra tellingene i kanal 1 og 3. Så må en korrigere for dødtid. Hvis telletapet er mindre enn 2%, blir korrigert antall tellinger pr. sekund

$$N_{korr} = \frac{N_{obs}}{1 - N_{obs}\tau} \quad (5.1)$$

der N_{obs} er tellinger etter at dødtid er trukket fra og τ er dødtiden i sekunder. Hvis telletapet er større enn 2% må vi korrigere med

$$N_{obs} = N_{korr}(1 - N_{korr}\tau e^{-\tau N_{korr}}) \quad (5.2)$$

som må løses med hensyn på N_{korr} .

For nærmere forklaring om dødtidbegrepet se kapittel 2.3. Observtører som observerer ved observatorier som ligger sør for nordlyssonen bruker en annen metode til å korrigere for bakgrunnslys enn den som ble brukt ved Skibotn observatorium. Det som vanligvis blir gjort er å interpolere mellom bakgrunn som er observert i samme kanal som stjerne er observert igjennom hele natten. Resultatet av interpoleringen trekkes så i fra tellingene i kanalen, og en står igjen med netto tellinger. Her må vi benytte resultatet av metoden vi brukte i kapittelet ovenfor. Netto tellinger for oss blir dermed

$$N_* = N_1 - BN_3 \quad (5.3)$$

der N_1 er tellinger (bakgrunn og stjerne) i kanal 1, B er forholdet mellom kanalene og N_3 er tellinger (bakgrunn) i kanal 3. Omgjøring av tellinger pr. sekund til magnitudo form gjøres med formelen

$$mag = -2.5 \log N_* \quad (5.4)$$

der N_* er tellinger pr. sekund. Så må man beregne luftmasse i løpet av observasjonsnatten. Luftmassen (X) blir regnet ut av ligning 2.3, der $\sec z$ er gitt av ligning 2.2. Til dette trenger en å vite koordinatene til stjernen, timevinkelen og breddegrad til observatoriet. Så bruker vi dette til å finne ekstinksjonskoeffisienten til de konstante sammenligningstjernene C1 og C2. Resultatet fra ligning 5.4 plottes mot luftmassen (X) i Origin som gir

$$mag = k_{Civ} X + C_m$$

der C_m er instrument konstanten, k_{Civ} er gradienten til plottet og $i=1,2$. Ekstinksjonskoeffisienten for natten finner en da ved

$$k_V = \frac{k_{C1v} + k_{C2v}}{2} \quad (5.5)$$

Alle stjernene i observasjonssyklusen blir korrigert med denne koeffisienten. Den korrigerede magnituden til alle stjernene blir

$$mag_{korr} = mag - k_V \cdot X \quad (5.6)$$

Etter at ekstinksjonen er trukket fra kikker man etter drift i måleresultatene. Denne driften bør forekomme både i C1 og C2. Derfor forskyves kurven av C2 til samme nivå som C1 ved å legge differansen av gjennomsnittene til C1 og C2 til C2. Driften korrigeres ved at en legger en tilpasningsfunksjon av for eksempel 1. 2. eller 3. ordens polynom gjennom punktene. Dette gjøres i Origin. På tidsskalaen er det vanlig å bruke "Julian Date" (JD). På grunn av regnekapasiteten til Origin er det ikke lurt å bruke polynom som har høyere orden enn 4. Det er derfor en

fordel å trekke fra en konstant (JD_0) slik at JD ligger mellom for eksempel 0.5 og 2 før en finner tilpasningsfunksjoner. Når den rette funksjonen er funnet, trekkes denne fra alle stjernene (også den variable). Hvis C1 og C2 fortsatt viser tegn til drift gjentas den siste prosedyren.

Nå er en nødt til å bestemme hvilket nullpunkt som skal brukes. Hvis C1 og C2 fortsatt varierer er det transmisjonsvariasjoner som det kan korrigeres for. Slike variasjoner bør være lik for alle stjernene i området det måles. Det er derfor hensiktsmessig og velge nullpunkt ut i fra beregningen av C1-C2. Det en gjør er å finne denne differensen (ved hjelp av interpolering) for alle nettene (noe som ble gjort med et program laget av Wolfgang Zima, Wien-gruppa). En velger så gjennomsnittet av differensen for de beste nettene, og bruker dette som nullpunkt. En kan se om målingene er gode ved å se hvor stor spredningen av C1-C2 er. Hvis det oppdages systematiske avvik av denne differensen vil hele eller deler av natten være ubrukelig.

Så må vi korrigere for eventuelle transmisjonsvariasjoner som kan forårsake falske perioder i de variable stjernene. Programmet trekker den beste kurve gjennom punktene til C1 og C2, og benytter interpolasjon til å trekke kurven i fra alle stjernene. Til slutt gjøres JD om til Heliosentrisk JD. Dette er nødvendig for å få alle nettene på samme tidsskala slik at vi kan gjøre fourieranalyse av lyskurven (se kapittel 6.5.1). Heliosentrisk tid er det tidspunktet når lyset fra stjernen treffer Sola. Hvis Sola befinner seg mellom Jorda og stjernen (da vi ikke kan se stjernen), må vi trekke fra den tiden som er observert, og motsatt hvis Jorda befinner seg i mellom Sola og stjernen. Den maksimale korreksjonen er $\pm 8^m 19^s$ [Guinan E.F. et. al], noe som hender når Jorda, Sola og stjernen er på samme line.

Kapittel 6

RESULTATER og ANALYSE

6.1 Bakgrunnsmålinger

Dette kapitlet tar for seg behandlingen av bakgrunnsdata som er observert både i kanal 1 og 3 samtidig. Først tar vi for oss den merkelige oppførselen til bakgrunnsmålingene 9/2 under filen "tommy008" (derav navnet på neste kapittel). Så tar vi for oss bakgrunnsmålingene for resten av nettene i perioden 9/2 til 16/3 1996. Vi prøver ved hjelp av disse å finne en best mulig måte å korrigere tellingene i kanal 1 ved hjelp av tellingene i kanal 3.

Observasjon av stjerne med bakgrunn og bakgrunn alene ble gjort i to forskjellige kanaler. Hver kanal har sin fotomultiplikator. Dette medfører at vi er nødt til å finne en relasjon mellom kanalene. For beregning av netto tellinger (der N_1 er med eller uten stjerne) i kanal 1 kan man bruke

$$N_{netto} = N_1 - (BN_3 + A) = 0$$

eller

$$N_{netto} = N_1 - \frac{N_1}{N_3} \times N_3 \approx 0$$

der 1 står for kanal 1 og 3 for kanal 3, og $N_1 = N'_1 - m_1$ og $N_3 = N'_3 - m_3$. m_1 og m_3 er mørkestrømstillinger for henholdsvis kanal 1 og 3. $\frac{N_1}{N_3}$ er en gjennomsnittsverdi. Hadde følsomheten til fotomultiplikatoren, lysabsorpsjon i fotometeret og blenderåpningene vært identiske ville dette stigningstallet teoretisk sett vært lik 1 i tilfeller der vi bruker 1 mm blender i kanal 1. I tilfeller der vi bruker 2 mm blender i kanal 1 ville denne relasjonen vært 4. Resultatene som følger viser at dette ikke er tilfelle. Vår oppgave blir å finne denne relasjonen så nøyaktig og hensiktsmessig måte som mulig. Dersom ikke noe annet er poengtert er alle observasjonene gjort med Johnson V-filter.

6.1.1 Tommy008

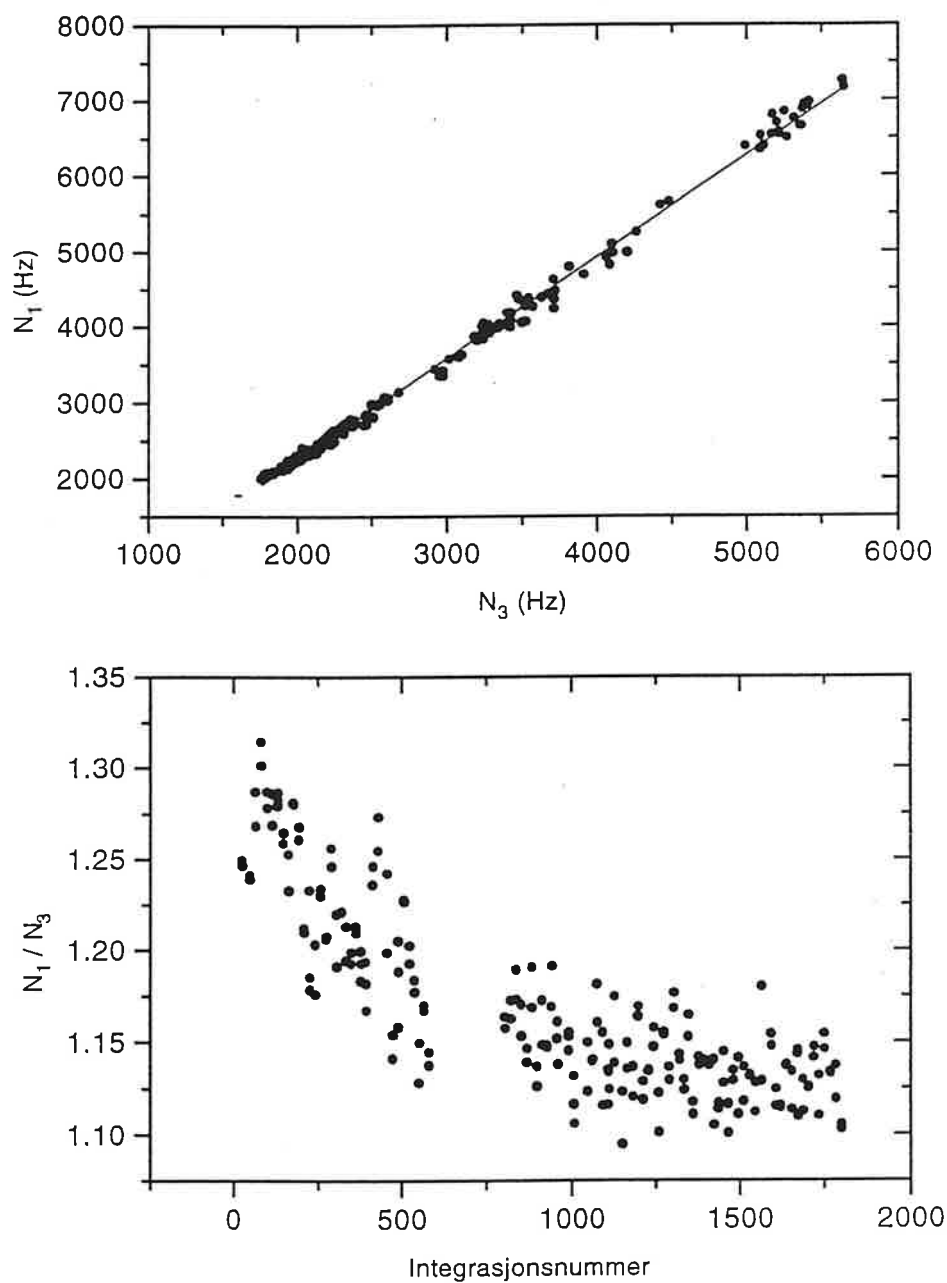
Denne natten med bakgrunnsobservasjon ble spesiell i forhold til de andre nettene. Lysintensiteten av himmelbakgrunnen avtok i løpet av natten slik at tellingene i begge kanaler avtok med tiden. Etter å ha dividert tellingene i kanal 1 med tellingene i kanal 3 finner vi at $\frac{N_1}{N_3}$ avtar fremdeles (figur 6.1). Det betyr at kanal 1 avtar hurtigere enn kanal 3. Dette ble ikke observert de resterende nettene. Denne driften vises ikke like godt av grafen som viser tellinger i kanal 1 mot tellinger i kanal 3, også vist i figur 6.1. En kan se et lite avvik fra den rette linjen som er tegnet inn.

En mulighet til denne driften kan skyldes at teleskopet kommer i skyggen av kuppelen. Etterhvert som skyggen driver inn over teleskopet kunne den være

årsak til at mindre lys kommer inn i en av kanalene i forhold til den andre. En annen mulighet kan være at filter-holderen som er montert til filter-motoren i kanal 1 beveger seg litt om gangen slik at det gradvis kommer mindre lys inn i kanalen. Når en slår på høyspenningen til fotomultiplikatorene vil ladninger som har samlet seg på veggene inne i tuben rives løs å føre til ekstra pulser i forhold til de fotonene som kommer inn på fotokatoden [Samtale med Romas Kalytis]. Det tar en tid å få "renset" røret før det stabiliserer seg. Denne tiden varierer fra rør til rør (vanligvis noen få minutter). En tredje mulighet er at driften skyldes at fotomultiplikatorene ikke var stabilisert før observasjonen tok til. Dette var første observasjonsnatt i perioden, og fotometeret ble slått på like før arbeidet startet. Temperaturen var relativt konstant i løpet av natten, så det er ikke grunn til å anta at dette skulle være årsak til driften.

De to første mulighetene er lite sansynlige. Differensiell fotometri gjør at en må flytte teleskopet hele tiden, og en må derfor være observant på at teleskopet har fri sikt ut i gjennom åpningen i kuppelen. I løpet av de 5 timene som denne observasjonen pågikk måtte kuppelen flyttes flere ganger. Det er også derfor lite sansynlig at for hver flytning vil observatøren tilate litt mer skygge på teleskopet enn forrige gang. Den forholdsvis jevne nedgangen i tellinger taler også i mot den andre muligheten. Hadde en av motorene fått en puls slik at den hadde beveget seg ville vi nok ha sett et mer dramatisk fall i lyskurven. Dessuten var muligheten for programmet som styrer fotometeret til å gi slike pulser til motorene borte. Kabelen som kommer fra datamaskinen var koblet i fra, og erstattet med en enhet som gjør det mulig å rotere filtermotorene manuelt. Det er aldri blitt oppdaget bevegelse av motorene mens denne har vært koblet til instrumentet. Den tredje muligheten er også lite sannsynlig. Dette fordi påfølgende netter viser at $\frac{N_1}{N_3}$ hadde økt. De var ikke stabilisert på samme nivå som der 008 sluttet. Det er årsaken til at en også kan trekke den tredje muligheten i tvil. Mørkestrømmen i kanal 1 var stabil rundt 3 tellinger pr. sekund hele natten. Dette ble ikke skjekket i kanal 3, fordi den stod åpen gjennom hele natten og observert bakgrunnen kontinuerlig. Det må da bety at kanal 3 må ha startet med lave mørkestrømstillinger, økt og flatet ut på et høyt nivå, som da vil være den fjerde muligheten. Vi må konkludere med at vi ikke har en god plausibel forklaring på fenomenet.

Uansett så er det å ha høyspenningen til fotomultiplikatorene slått på minst et halvt døgn før observasjon en nødvendighet for optimal nøyaktighet [diskusjon med Edmund Meistas]. Det mest hensiktsmessige er å la høyspenningen stå på gjennom hele perioden som observasjon pågår.



Figur 6.1: Den øverste grafen viser korrelasjonen mellom tellinger i kanal 1 og kanal 3 for natten 9/2 1996 (filen "tommy008") for observasjon av bakgrunn. Den rette linjen er tegnet inn for lettere å kunne se avviket. Den nederste grafen viser $\frac{N_1}{N_3}$.

6.1.2 Alle netter

Det første som ble gjort var å plote $\frac{N_1}{N_3}$ for hver natt. Tabell 6.1 og tabell 6.2 viser alle observasjonsnettene hvor dette er gjort. Tabell 6.1 viser bakgrunnsobservasjoner gjort med 1 mm blender i kanal 1, mens tabell 6.2 viser observasjon gjort med 2 mm blender. Blenderen i kanal 3 er fast. Verdiene fra tabellene fikk vi ved å benytte Microcal Origin til å finne relasjonen mellom kanal 1 og 3. Origin regner ut den beste lineære tilpasningsfunksjonen, plottet denne i samme plott som verdiene, og gir samtidig stigningstall (B) og konstant (A) til linja $A + BX$. Standardavvik til både A og B og antall punkter som befinner seg i plottet vises også etter utregningen.

Vi legger spesielt merke til tabell 6.1. Verdiene for natten 15/3 (filen tommy021) er dårlige sammelignet med resten av nettene. Dette kommer av:

- Skjelden bakgrunnsobservasjon på grunn av svært lav og stabil himmelbakgrunn. Så det var derfor ikke nødvendig å observere bakgrunn så ofte som vanlig. Det er viktigere å bruke tid på observasjon av stjerner under slike forhold.
- Lite variasjon i intensiteten fra himmelbakgrunnen i begge kanalene slik at grunnlaget for beregning av en lineær funksjon blir for dårlig.

Neste steg er å lage grafiske fremstillinger av verdiene fra tabellene for lettere å se om det er noen form for systematisk avvik. Fil "tommy021" ser vi bort fra, fordi ellers vil mye av informasjonen i grafen forsvinne. I figur 6.2 og figur 6.3 er verdiene av konstantene A og koeffisientene B av ligningen $A + Bx$ plottet henholdsvis for 1 mm og for 2 mm blender i kanal 1. Vi kan ikke se noen form for systematikk når det gjelder variasjonen av A og B med tiden (nettene) i hvert diagram. Hadde vi for eksempel hatt stjerne i kanal 3 da bakgrunn ble observert utenfor C1, ville konstanten A til stjerne C1 ha blitt negativ for alle nettene. Dette er ikke tilfelle, så en kan konkludere med at det ikke er signal fra et objekt i kanal 3 som er høyere enn bakgrunnsnivået. Den samme konklusjonen kan en trekke etter å ha undersøkt skanningen av bakgrunnsområdene, se kapittel "Skanning av området rundt hver stjerne".

En kan derimot se en helt tydelig sammenheng mellom A og B for hver natt. Et godt eksempel er fil nummer 015 i figur 6.2. Der C2 har høyest verdi for B har den lavest verdi for A. Det samme forholdet gjelder for alle A og B beregnet for området utenfor alle stjerner fra alle nettene. Årsaken til dette er nok minste kvadraters metode som blir brukt av MC Origin til å regne ut beste lineære tilpasning til datapunktene. Vi prøver derfor å samle alle bakgrunnsdata for området

utenfor hver stjerne i samme plott slik at en får flere punkter som ligger over en større skala. Dermed oppnår en også bedre statistikk for relasjonen.

De samme verdiene ble også plottet i figur 6.4 og figur 6.5 med usikkerhetene vist denne gang. En kan tydelig se av alle fire figurene at filnummer 008 skiller seg ut. Denne natten avviker relativt mye i fra valgt verdi samtidig som usikkerheten for denne natten er lav. Det var månelys denne natten men ganske rolig himmelbakgrunn når det gjelder nordlysintensitet. Figur B.1 (øverst) viser en klar lysvariasjon når teleskopet flyttes fra stjerne til stjerne. Det er mulig at denne intensitetsvariasjonen over korte avstander på himmelen er årsaken til dette avviket i plottene. Det kan ikke ut i fra figuren fastslås som sikkert at dette er tilfelle.

Etter at systematikken med at konstanten A er lav når koeffisienten B er høy ble oppdaget, ble alle bakgrunnsdata som er observert utenfor hvert enkelt objekt samlet i hvert sitt diagram. Det skulle vise seg at avviket av koeffisient A i forhold til null ikke var så stort i forhold til standardavviket. Se figurene 6.6, 6.7, 6.8 og 6.9. Vi setter derfor koeffisient A lik null og dividerer alle målingene fra kanal 1 med alle målingene fra kanal 3. Resultatet av divisjonen vises i figur 6.10. Vi kaller disse to verdiene for b_1 og b_2 , der $b_1 = 1.26$ og $b_2 = 5.78$.

Gjennomsnittet av alle målingene gjort med 1 mm blender i kanal 1 ble 1.26 ± 0.14 og med 2 mm i kanal 1 ble gjennomsnittet 5.78 ± 0.34 . Disse verdiene ligger godt innenfor $1 \times \sigma$. For å komme i gang med reduksjonen av sjernedata bestemte vi at disse verdiene skulle brukes til å subtrahere bakgrunn i kanal 3 fra intensiteten i kanal 1. Verdien 5.78 ligger 45% over hva den skulle ha vær ideelt sett, mens 1.26 ligger 26% over det ideelle resultat.

Etter at alle observasjonsnettene var redusert med hensyn til sjernedata, ble det forsøkt å plote alle bakgrunnsobservasjoner med 1 mm og 2 mm blender i hvert sitt plott. Den lineære relasjonen ved å plote alle bakgrunnsobservasjoner gjort med 1 mm blender vises i figur 6.11. Det viser seg at denne verdien ligger svært nær b_1 for 1 mm i kanal 1. Vi anser derfor den valgte verdien som akseptabel. Det samme kan en ikke si for 2 mm i kanal 1. Her er koeffisienten fra figur 6.12 5.95 med standardavvik på 0.02. Konstanten er -298 med $\sigma = 164$. Når A blir negativ trekker man fra litt mindre enn koeffisient B tilsier. Noe av forskjellen mellom valgt verdi 5.78 og lineær verdi 5.96 forsvinner på grunn av den negative A. En trekker altså fra slik at ny kanal 1 = gammel kanal 1 - (A + B × kanal 3). Ser en på verdiene for B for 2 mm blender, figur 6.10, finner en at 5.95 også ligger innenfor $1 \times \sigma$. En ser også av denne figuren at det er en sammenheng mellom B og magnituden til stjernene. Det gjelder både for 1 mm og 2 mm i kanal 1. V-magnitudene til stjernene finnes i tabell 5.1.

En ser dermed at C2, som er den sterkeste stjerna, har høyest verdi. G, som er den svakeste stjerna, har lavest verdi. V er litt sterkere enn C1 og en ser at den

også ligger litt over C1 i figur 6.10. Hva kan være årsaken til dette? En mulighet er at det er tilfeldig. Hadde vi bare brukt 1 mm under hele observasjonsperioden og dermed ikke kunne sammenligne med noe annet, ville nok tilfeldighets teorien vært sterk. Nøyaktig samme oppførsel i begge tilfeller forsterker en teori om at det er observert spredt lys fra stjernene. Det ville i så fall gi et slikt resultat. En underbyggelse av denne teorien er at i januar 1996 ble det observert en 3. magnitudo stjerne sammen med andre svakere standard stjerner. Forskjellen i bakgrunn i kanal 1 og 3 observert utenfor denne sterke stjerna var betydelig større enn for de andre svakere standard stjernene. Så hva kan være årsaken til det spredte lyset?

Vinkelradius fra sentrum av en sirkulær spalt til 5. diffraksjonsring er gitt ved [Jenkins et. al, 1957]

$$\theta = 4.71 \frac{\lambda}{D} \text{rad} \quad (6.1)$$

der λ er sentralbølglengden til lys ($5600 \text{ \AA} = 5.6 \times 10^{-4} \text{ mm}$) og D (500 mm) er diameteren på speilet. Lineær radius er gitt ved $r = \theta \cdot F$, der F er fokallengden til teleskopet. Vi får dermed av ligning 6.1 at

$$r = 4.71 \frac{5.6 \times 10^{-4} \text{ mm}}{500 \text{ mm}} \cdot 5000 \text{ mm} = 0.026 \text{ mm} = 1.1''$$

Denne ringen inneholder [Smith, 1963] 1.1% av den totale energien fra stjerna. Hvis vi da observerer bakgrunn 100" fra sentrum vil vi observere ca. fra diffraksjonsring 430 som inneholder ~ 0 energi, slik at diffraksjonsmønstret ikke kan forklare den målte effekten.

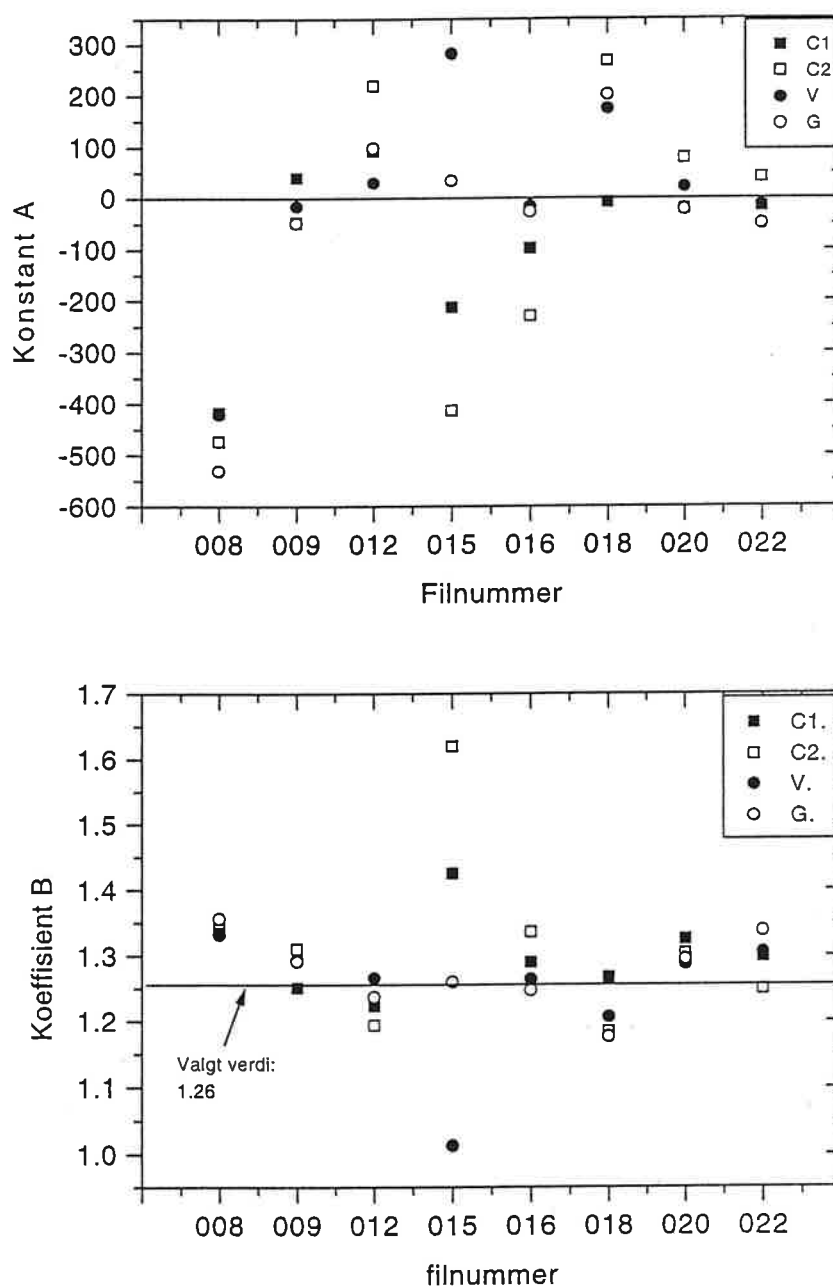
En annen årsak til denne lysspredningen kan være feil plassering av Fabry-linsa. Hvis ikke avstanden til fotokatoden er nøyaktig 30.18 mm (se kapittel 4.2) vil bildet på fotokatoden bevege seg når stjerna i feltblenderen beveger seg. Bildet på fotokatoden vil ikke forsvinne plutselig lenger, men bevege seg ut mot kanten av fotokatoden, før det forsvinner. På en annen side så skulle denne avstanden være riktig i følge Edmund Meistas. Ett annet alternativ kan være dårlig fokusering av teleskopet. Men fokusering ble testet før hver observasjonsnatt, så det er lite trolig at denne var like dårlig for hver natt.

Dato	Filnavn	Utenfor objekt:	A	σ_A	B	σ_B	n
9/2-96	tommy008	C1	-418	25	1.347	0.009	58
9/2-96	tommy008	C2	-473	31	1.351	0.010	60
9/2-96	tommy008	V	-421	25	1.333	0.008	58
9/2-96	tommy008	G	-531	52	1.357	0.017	30
9/2-96	tommy009	C1	40	34	1.251	0.016	40
9/2-96	tommy009	C2	-48	32	1.311	0.019	34
9/2-96	tommy009	V	-16	39	1.294	0.019	39
9/2-96	tommy009	G	-49	14	1.292	0.007	22
23-24/2-96	tommy012	C1	92	54	1.223	0.014	100
23-24/2-96	tommy012	C2	219	50	1.194	0.012	98
23-24/2-96	tommy012	V	30	64	1.266	0.017	97
23-24/2-96	tommy012	G	98	77	1.237	0.022	46
9-10/3-96	tommy015	C1	-231	157	1.425	0.118	40
9-10/3-96	tommy015	C2	-414	161	1.620	0.112	38
9-10/3-96	tommy015	V	282	178	1.013	0.133	39
9-10/3-96	tommy015	G	34	126	1.260	0.080	20
10-11/3-96	tommy016	C1	-98	72	1.290	0.016	42
10-11/3-96	tommy016	C2	-230	171	1.336	0.034	39
10-11/3-96	tommy016	V	-16	142	1.264	0.028	39
10-11/3-96	tommy016	G	-27	126	1.247	0.024	26
13-14/3-96	tommy018	C1	-8	48	1.267	0.017	36
13-14/3-96	tommy018	C2	268	58	1.185	0.022	35
13-14/3-96	tommy018	V	174	46	1.206	0.017	39
13-14/3-96	tommy018	G	201	56	1.177	0.017	21
15-16/3-96	tommy020	C1	-20	22	1.325	0.024	39
15-16/3-96	tommy020	C2	78	14	1.304	0.021	41
15-16/3-96	tommy020	V	22	11	1.288	0.013	37
15-16/3-96	tommy020	G	-22	10	1.295	0.015	21
15-16/3-96	tommy021	C1	108	141	0.919	0.445	17
15-16/3-96	tommy021	C2	255	200	0.594	0.599	18
15-16/3-96	tommy021	V	263	384	0.482	1.195	22
15-16/3-96	tommy021	G	233	126	0.442	0.395	15
16-17/3-96	tommy022	C1	-16	12	1.289	0.009	43
16-17/3-96	tommy022	C2	40	23	1.249	0.008	51
16-17/3-96	tommy022	V	-15	18	1.305	0.008	42
16-17/3-96	tommy022	G	-50	12	1.338	0.008	23

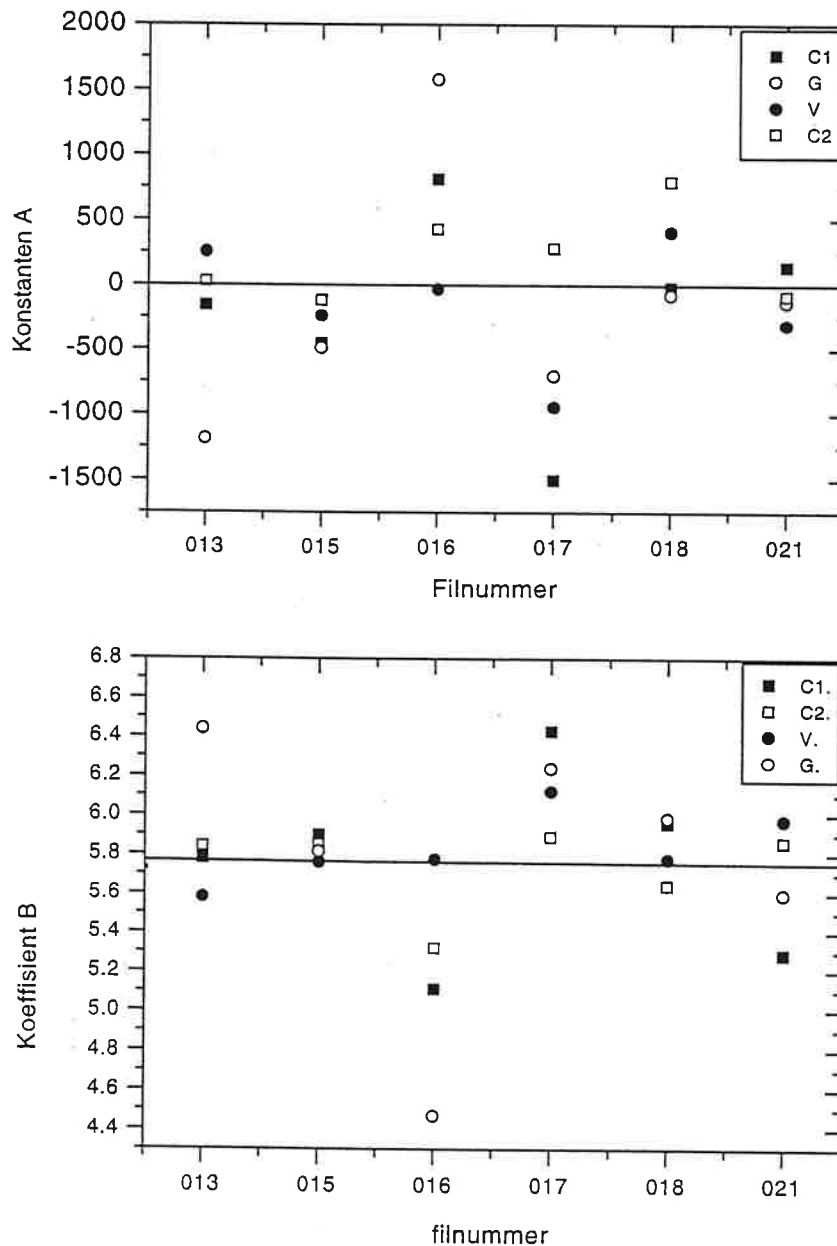
Tabell 6.1: Tabellen viser bakgrunnrelasjonsdata med standardavvik for alle nettene gjennom observasjonsperioden 9/2 til 16/3. Her er det brukt 1 mm b-lender i kanal 1. n er antall bakrunnsobservasjoner utenfor hvert objekt for hver natt. A og B er basert på ligningen $N_1 = A + BN_3$, der N_1 og N_3 er antall tellinger pr. sekund for kanal 1 og 3.

Dato	Filnavn	Utenfor objekt:	A	σ_A	B	σ_B	n
24-25/2	tommy013	C1	-159	114	5.780	0.060	78
24-25/2	tommy013	C2	26	164	5.841	0.075	78
24-25/2	tommy013	V	252	144	5.583	0.071	80
24-25/2	tommy013	G	-1188	220	6.44	0.102	40
9-10/3	tommy015	C1	-458	209	5.898	0.107	54
9-10/3	tommy015	C2	-121	252	5.850	0.125	56
9-10/3	tommy015	V	-242	248	5.761	0.125	52
9-10/3	tommy015	G	-491	303	5.814	0.161	28
10-11/3	tommy016	C1	813	440	5.111	0.248	41
10-11/3	tommy016	C2	424	520	5.317	0.154	46
10-11/3	tommy016	V	-33	528	5.774	0.167	48
10-11/3	tommy016	G	1576	934	4.472	0.481	24
12-13/3	tommy017	C1	-1501	453	6.429	0.099	53
12-13/3	tommy017	C2	279	365	5.891	0.091	59
12-13/3	tommy017	V	-944	579	6.122	0.118	57
12-13/3	tommy017	G	-703	751	6.240	0.233	25
13-14/3	tommy018	C1	-17	124	5.961	0.043	63
13-14/3	tommy018	C2	794	227	5.644	0.131	56
13-14/3	tommy018	V	404	130	5.776	0.075	55
13-14/3	tommy018	G	-79	287	5.986	0.165	34
15-16/3	tommy021	C1	142	30	5.289	0.033	17
15-16/3	tommy021	C2	-83	95	5.836	0.048	18
15-16/3	tommy021	V	-309	114	5.972	0.069	17
15-16/3	tommy021	G	-132	66	5.598	0.015	10

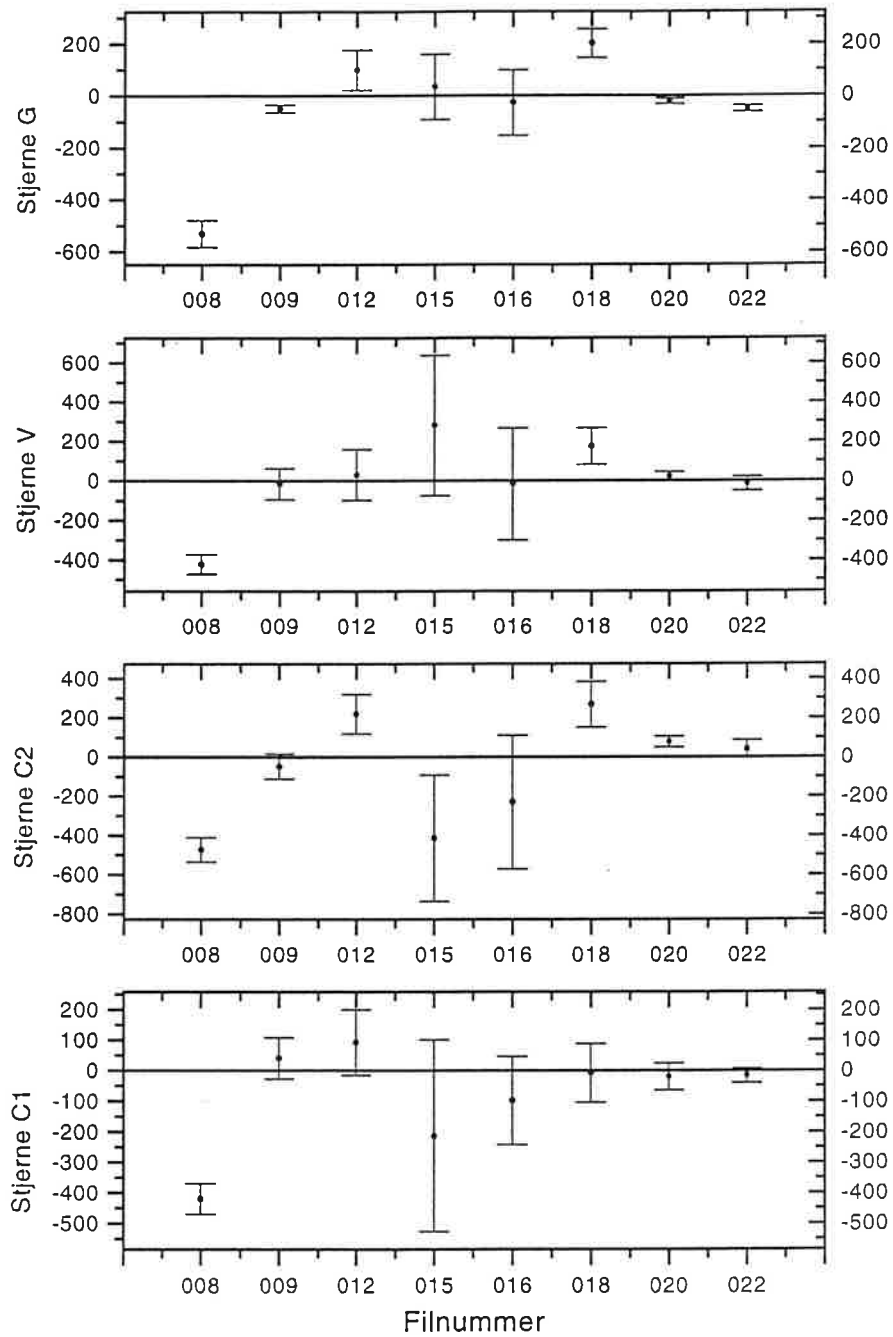
Tabell 6.2: Tabellen viser bakgrunnrelasjonsdata med standardavvik for alle nettene gjennom observasjonsperioden 9/2 til 16/3. Her er det brukt 2 mm blender i kanal 1. n er antall bakgrunnsobservasjoner for hver natt. A og B er basert på ligningen $N_1 = A + BN_3$, der N_1 og N_3 er antall tellinger pr. sekund for kanal 1 og 3



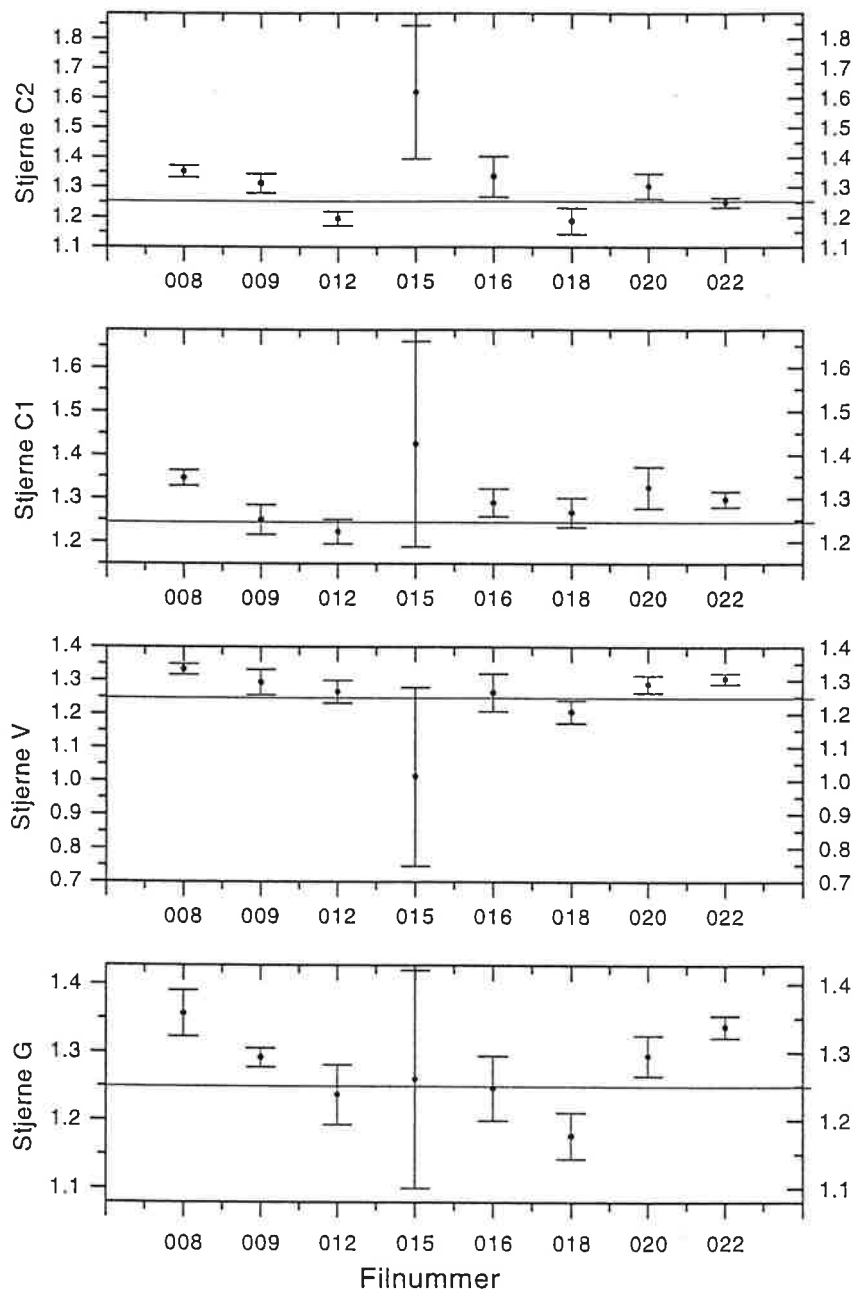
Figur 6.2: Figuren viser variasjonen av A og B for bakgrunnsområdet ved siden av hver enkelt stjerne fra ligningen $N_1 = A + BN_3$, hvor N_1 og N_3 er observerte bakgrunnstillinger i kanal 1 og 3. Det er her observert med 1 mm blender i kanal 1. Horisontal akse viser filnummeret for hver natt. For eksempel 015 betyr filen "tommy015" osv. Vertikal aksene for A har enhet som tellinger per sekund og B er gradient.



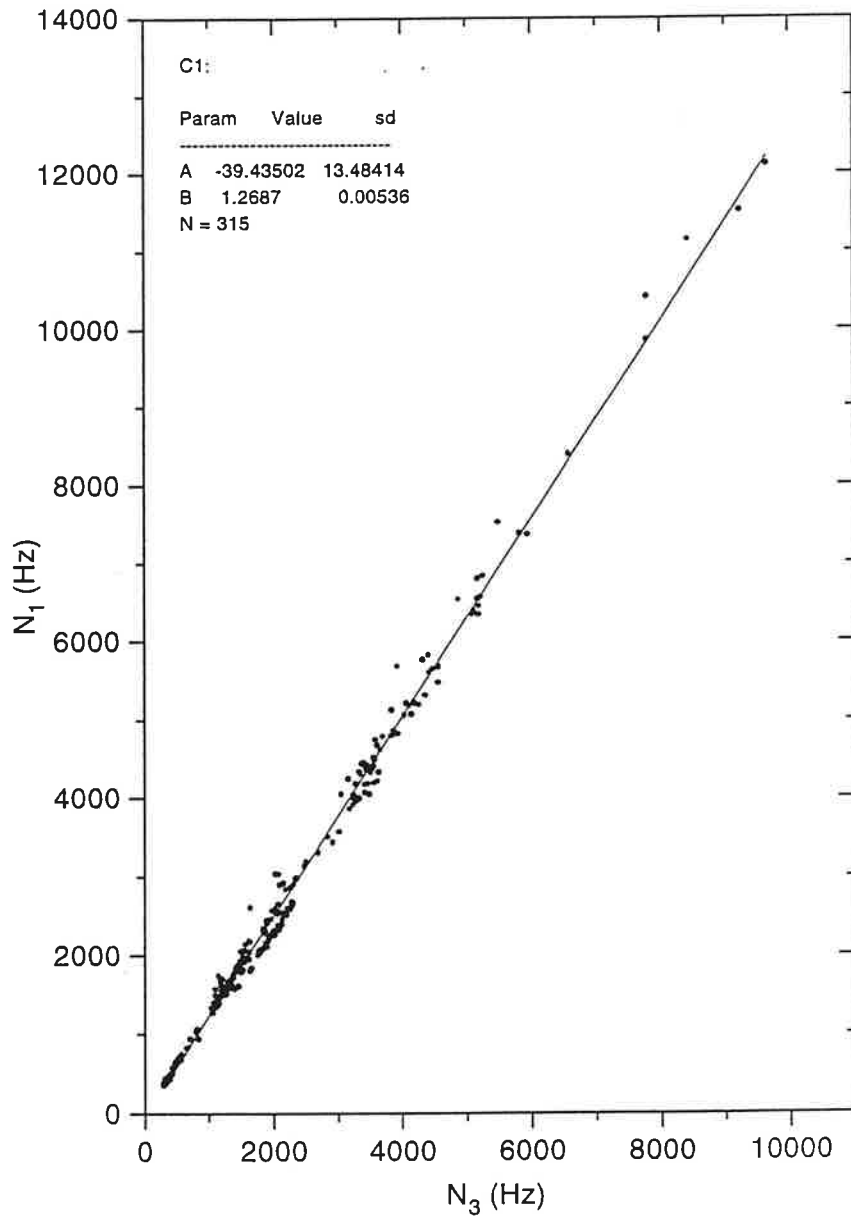
Figur 6.3: Figuren viser variasjonen av A og B for bakgrunnsområdet ved siden av hver enkelt stjerne fra ligningen $N_1 = A + BN_3$, hvor N_1 og N_3 er observerte bakgrunnstillinger i kanal 1 og 3. Det er her observert med 2 mm blender i kanal 1. Horisontal akse viser filnummeret for hver natt. For eksempel 015 betyr filen "tommy015" osv. Vertikal aksene for A har enhet som tellinger per sekund og B er gradient. Den horisontale linja i diagrammet for koeffisient B viser valgt bakgrunnskoeffisient som er 5.78.



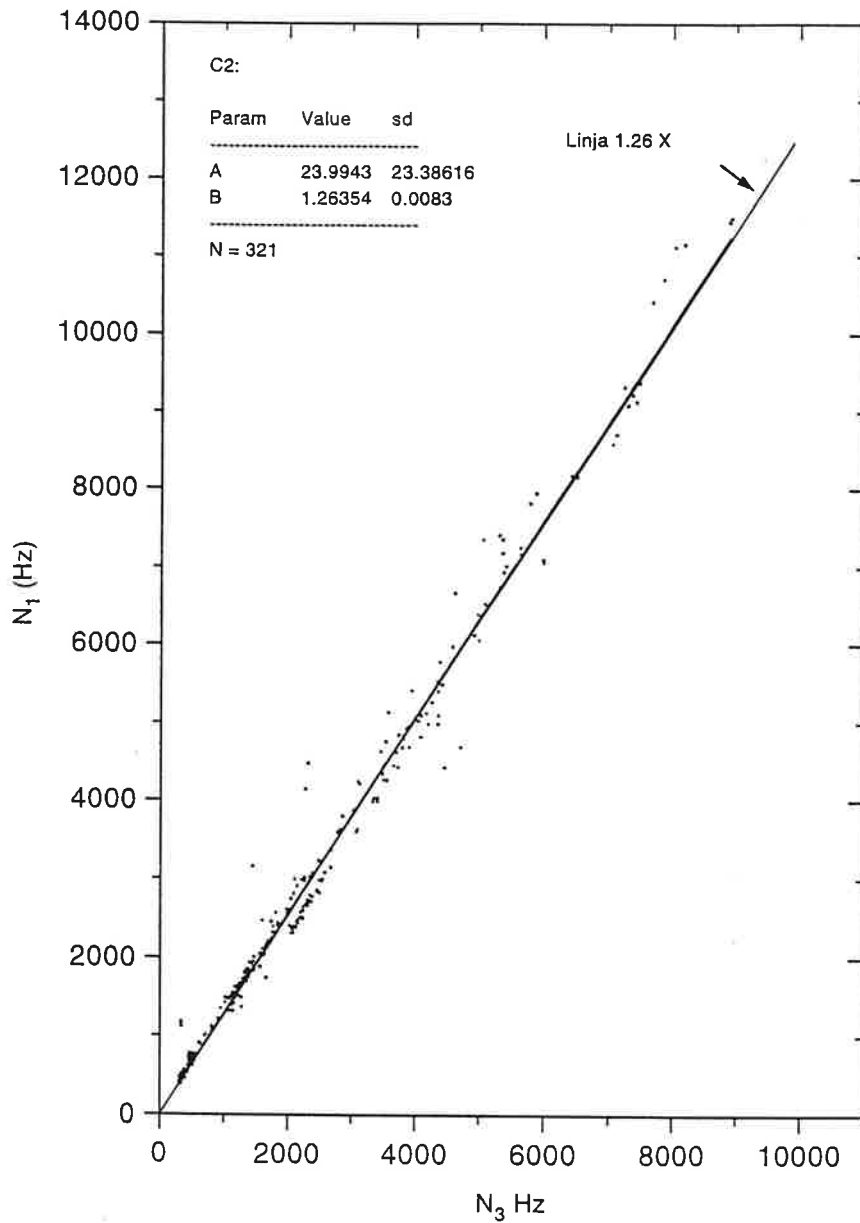
Figur 6.4: Her er konstanten A for hver bakgrunnsobservasjon tegnet i hvert sitt diagram med $2 \times \sigma$. Vertikal aksene viser tellinger per sekund.



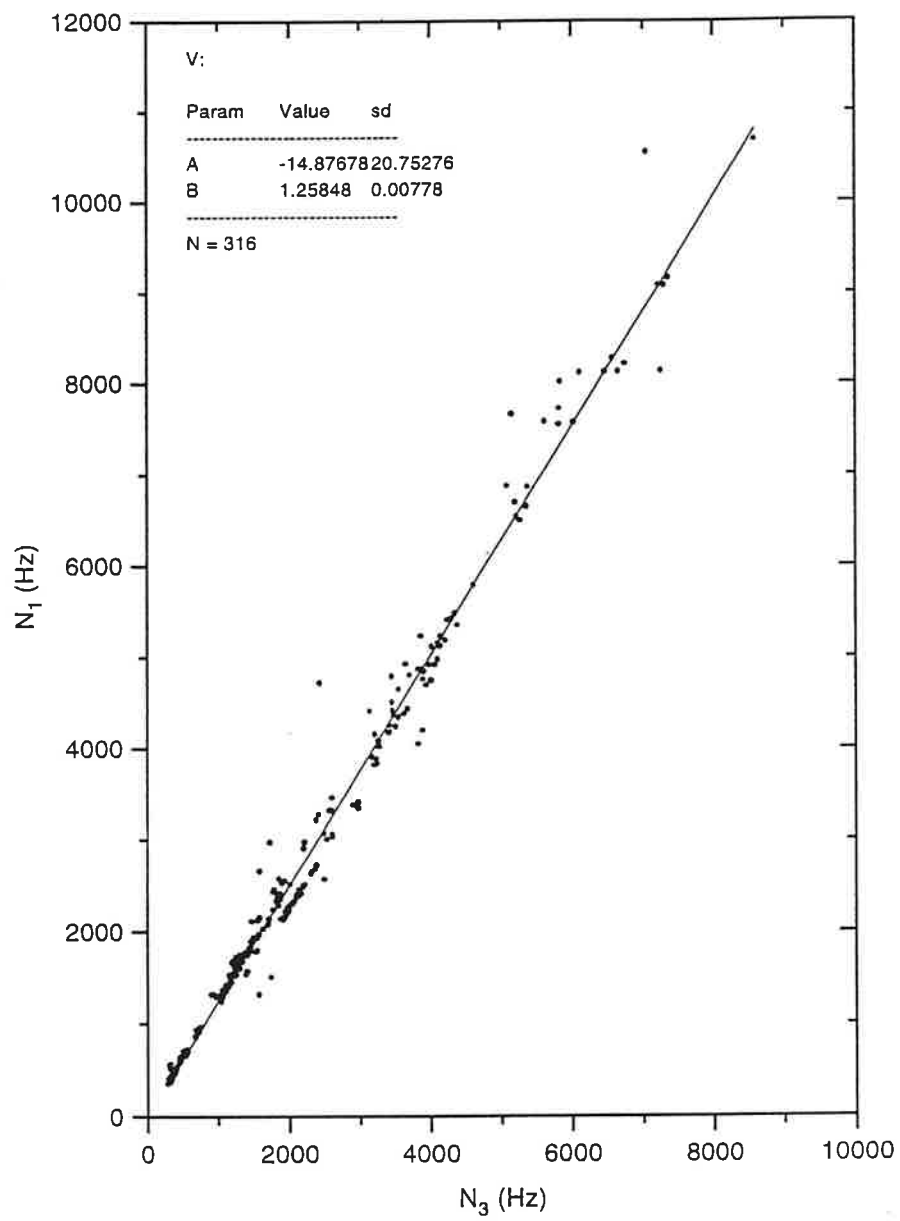
Figur 6.5: Her er koeffisient B for hver bakgrunnsobservasjon tegnet i hvert sitt diagram med $2 \times \sigma$. Horizontal linje som vises i hvert diagram er valgt verdi 1.26. Horizontal aksens viser filnummeret for hver natt. Dato og filnummer er gitt i tabell 6.1 og tabell 6.2



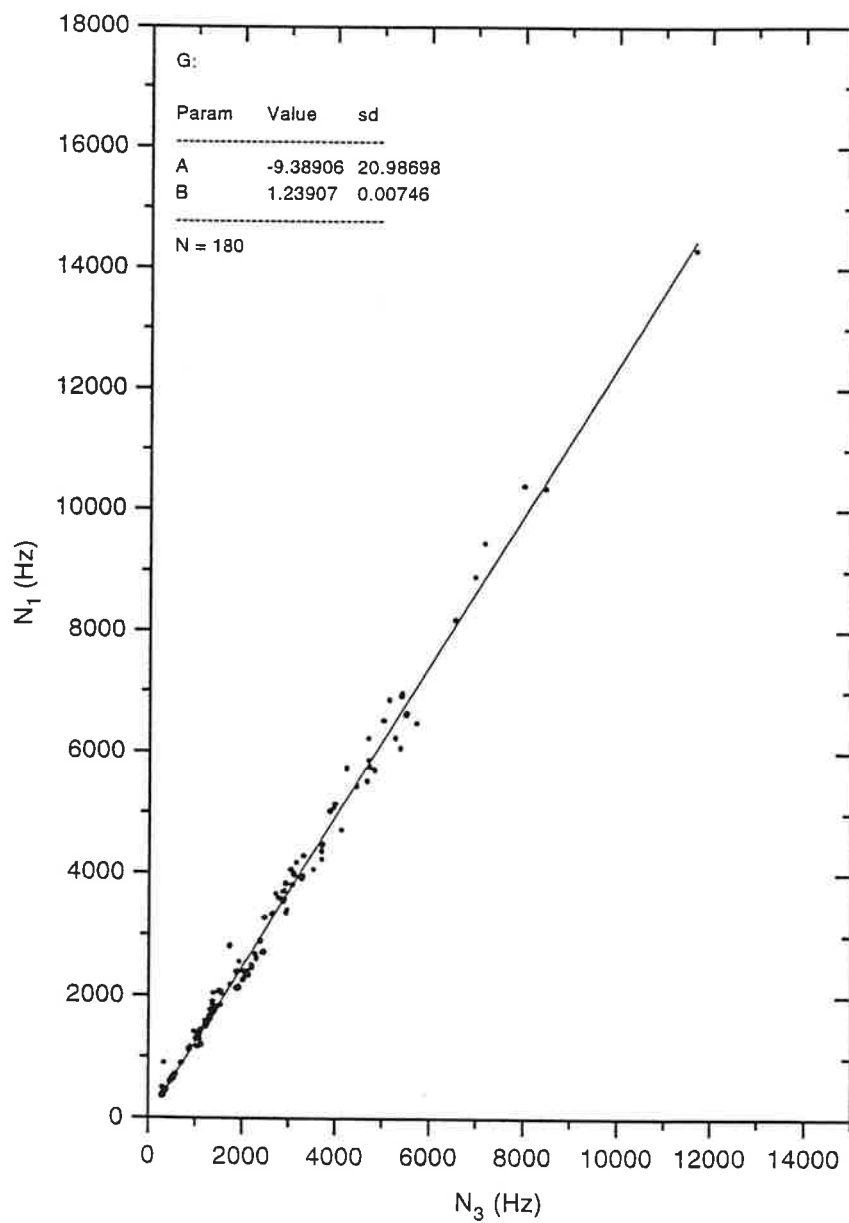
Figur 6.6: Tellinger for alle punktene som er observert utenfor stjerne C1 i løpet av alle nettene det er observert med 1 mm blender i kanal 1 er vist i dette diagrammet. Figurene 6.7, 6.8 og 6.9 viser det samme for områdene utenfor henholdsvis C2, V og G.



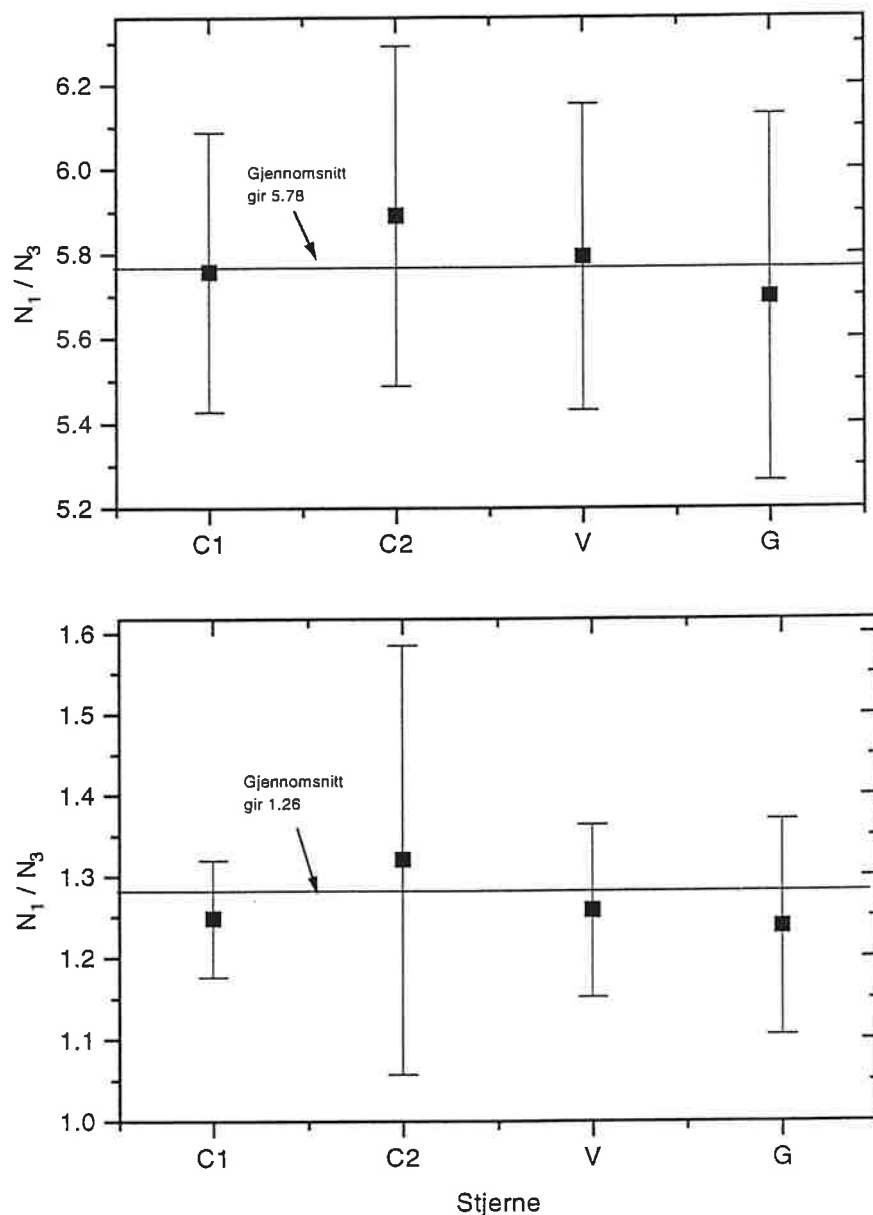
Figur 6.7: Her er også linja $BN_3 + 0$ plottet for å vise hvor liten forskjell det er for tellinger som ikke overstiger ~ 10000 i kanal 3. Observert utenfor C2.



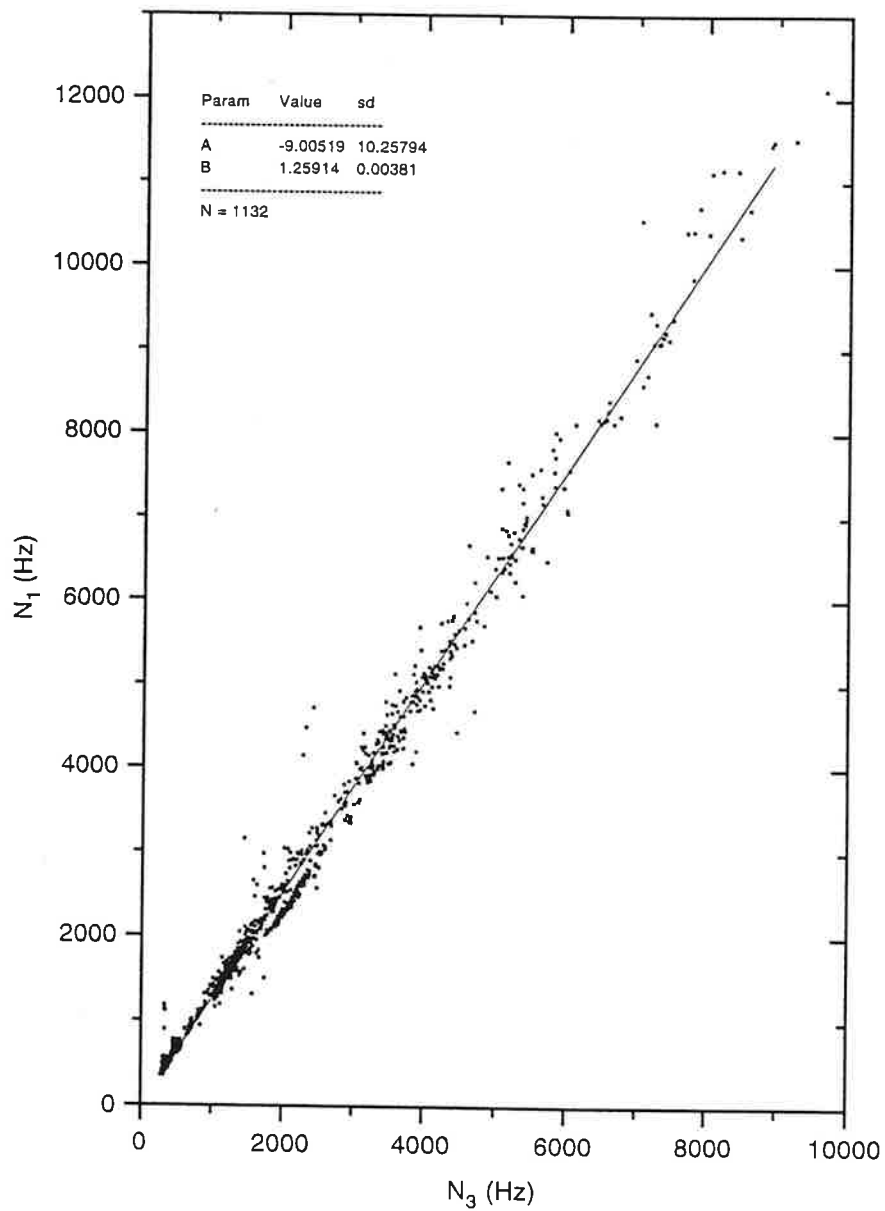
Figur 6.8: Korrelasjonsplott av bakgrunn observert utenfor V. Stigningstallet til linja er 1.258



Figur 6.9: Korrelasjonsplott av bakgrunn observert utenfor G. Stigningstallet til linja er 1.239



Figur 6.10: Diagrammene viser $\frac{N_1}{N_3}$ for bakgrunnstillinger. Det er brukt 2 mm blender i kanal 1 i det øverste diagrammet, mens i det nederste er det brukt 1 mm blender. Alle nettene er tatt med i divisjonen. Det er også markert standardavvik ($1 \times \sigma$) for hvert objekt. Valgt verdi for hver koeffisient er markert med en rett horisontal linje.



Figur 6.11: Alle bakgrunnsobservasjonene som er foretatt med 1 mm blender i kanal 1 er grafisk fremstilt mot hverandre. En lineær tilpasningsfunksjon er også tegnet inn. Verdiene av denne funksjonen vises øverst i venstre hjørne. Det tilsvarende plottet for 2 millimeter blender i kanal 1 vises i figur 6.12.

6.2 Bakgrunn med nordlys

Her tar vi for oss målinger av lys fra himmel-bakgrunn i begge kanaler. Forskjellen på dette under-kapittelet og under-kapittel 6.1 er at her er det målt bakgrunn kontinuerlig i en viss periode, mens kapittel 6.1 tok for seg bakgrunn målt etter hver gang det ble målt stjerner. For så å samle sammen alle tellingene til en relasjon mellom kanalene. For å finne differensen mellom tellingene i kanal 1 og kanal 3 (finne netto tellinger i kanal 1) ble de samme koeffisientene som ble brukt til å trekke fra bakgrunn av stjernemålingene også brukt her. Det vil si det nederste diagrammet på figurene 6.14 til 6.23 viser netto tellinger der $b_2=5.78$ er brukt for 2 mm og $b_1=1.26$ er brukt for 1 mm blender i kanal 1. Diagrammene i midten på hver av figurene det er referert til, viser N_1 mot N_3 . Her er den lineære tilpasningsfunksjonen også tegnet inn for de grafene der det er hensiktsmessig å tegne den. Ikke alle er like hensiktsmessige å tegne inn, fordi noen av observasjonene viser et stort avvik fra en lineær relasjon. Data fra disse relasjonene vil bli gitt nedenfor i dette kapittelet. Det øverste diagrammet viser hvordan kanalene varierer i forhold til hverandre. Fra noen av figurene kan en tydelig se en dårlig relasjon ved å sammenligne alle tre diagrammene. Verdiene nedenfor kommer fra ligningen $N_1 = BN_3 + A$. Der B er stigningstallet til den lineære tilpasningsfunksjonen og A er konstanten der linja skjærer N_1 -aksen (gitt i tellinger pr. sekund). Hvert integrasjonsnummer varer i 10 sek. Det vil da for eksempel være 100 sek. mellom integrasjonsnummer 10 og 20. For å få en oversikt over hvilken del av natten figurene 6.14 til 6.23 representerer kan integrasjonsnummer sammenlignes med figurene B.1 til B.5 (side 124 til 128).

Figur 6.14:

Det blir her observert med 2 mm blender i kanal 1. (10-11/3) Fra ca. integrasjonsnummer 260 til 300 (ca. 6.5 min) har vi en relativt stabil himmelbakgrunn i forhold til fortsettelsen. Mellom integrasjonsnummer 300 og 340 har et kraftig nordlysutbrudd gjort seg gjeldende. En kan tydelig se at korreksjonen er dårlig her. Dette er en typisk situasjon hvor det er svært vanskelig å korrigere for himmelbakgrunnen. Ved integrasjonsnummer 320 har kanal 1 ca 100000 tellinger pr. sekund og kanal 3 ca. 13000 tellinger pr. sekund. Slike høye tellinger i kanal 3 var meget skjelden i løpet av hele observasjonsperioden (se figurene B.1 til B.5). Som vi ser av det nederste panelet er korreksjonen dårligst for dette punktet. Statistisk sett skulle denne korreksjonen gitt en usikkerhet

$$\sigma_{N_{netto}} = \sqrt{\sigma_{N_1}^2 + b_2^2 \sigma_{N_3}^2 + \sigma_{b_2}^2 N_3^2} \quad (6.2)$$

der $b_2 = 5.78$, σ_{N_1} og σ_{N_3} er fotonstøyen til tellingene i henholdsvis kanal 1 og 3, $\sigma_{b_2} = 0.34$ er usikkerheten i bestemmelsen av b_2 og $N_{netto} = N_1 - b_2 N_3$. Ved å sette inn verdiene i dette tilfellet får vi $\sigma_{N_{netto}} \approx 4500$. Feilen i korreksjonen

er +25000 Hz, som er en faktor 5.5 større enn $\sigma_{N_{netto}}$. Korreksjonen relativt til tellingene i kanal 1 er ikke bedre enn 25% i dette tilfellet. Vi legger også merke til hvor hurtig korreksjonsfeilen forandrer seg mellom hver integrasjon. Ser vi på intervallet for integrasjonsnummer 260-290 (som er en mer vanlig situasjon), har vi den dårligste korreksjonen (-2200 Hz) ved integrasjonsnummer 278, der $N_1 \approx 18000 \text{ Hz}$, og $N_3 \approx 3500 \text{ Hz}$, som gir $\sigma_{N_{netto}} = 1250 \text{ Hz}$. Korreksjonen er her en faktor 2 dårligere enn $\sigma_{N_{netto}}$. En er i dette tilfellet nødt til å observere en stjerne som gir mer enn 250000 Hz for å oppnå en nøyaktighet bedre enn 1% i forhold til korreksjonen, og en stjerne som gir 125000 Hz i forhold til usikkerheten. Ved å bruke instrumentkonstanen C_V og $k_V \sim 0.2$ som er funnet i kapittel 6.6 får vi at disse tellingene tilsvarer henholdsvis $V \sim 5.7 \text{ mag}$ og $V \sim 6.5 \text{ mag}$ for luftmassen, $X=1$.

Figur 6.15 og 6.16:

Her er himmelbakgrunnen observert mens der ble tatt pause fra observasjon (10-11/3). I alt har vi 162 integrasjoner (27 min). 1 mm blender er brukt i kanal 1. Like før denne observasjon ble der observert et voldsomt nordlys utbrudd med grønn, gul og lilla farge. Begynnelsen her viser en siste rest av utbruddet. Etter integrasjonsnummer 1470, i øverste diagram, minker aktiviteten til nordlyset. Herfra dominerer et diffust grønt teppe av nordlys hele himmelen. Av det midterste diagrammet viser det seg at denne delen av observasjonen er lineær relaterbar. Selve utbruddet gir en stor spredning i den lineære relasjonen. Nederste figur viser at det detekteres mer lys i kanal 3 enn i kanal 1 under utbruddet. Det vil si at $b_1 N_3 > N_1$ i dette området. Det er sannsynligvis skarpe og markerte formasjoner i dette utbruddet som er årsaken til dette. Fra integrasjonsnummer 1490 og utover har vi forstørret skalaen til korreksjonen slik at vi lettere kan se variasjonen. Her ligger 60% av punktene innenfor $\pm 200 \text{ Hz}$, noe som gir en korreksjon på $\sim 3\%$ i forhold til $N_1 = 7000 \text{ Hz}$.

$$\sigma_{N_{netto}} = \sqrt{\sigma_{N_1}^2 + b_1^2 \sigma_{N_3}^2 + \sigma_{b_1}^2 N_3^2} \quad (6.3)$$

der $b_1 = 1.26$, σ_{N_1} og σ_{N_3} er fotonstøyen til tellingene i henholdsvis kanal 1 og 3, $\sigma_{b_1} = 0.14$ er usikkerheten i bestemmelsen av b_1 og $N_{netto} = N_1 - b_1 N_3$. $\sigma_{N_{netto}}$ ville for $N_1 = 7000 \text{ Hz}$ og $N_3 = 5500 \text{ Hz}$ bli 780 Hz. Dermed ligger $\pm 200 \text{ Hz}$ godt innenfor denne usikkerheten. 100% av punktene i dette intervallet ligger innenfor usikkerheten. Den svakeste stjerne som kan observeres med nøyaktighet bedre enn 1% i forhold til usikkerheten 780 Hz er $V \sim 7.0 \text{ mag}$. I en slik situasjon vil en kunne observere G (tabell 5.1 side 49) bedre enn 1.1% nøyaktighet. Stjerne C2 ville en kunne observere med en nøyaktighet bedre enn 0.2%. Da regner enn med at C2 er i zenit (ved $X=1$)

Figur 6.17:

Bakgrunnsobservasjon på slutten av natten 10-11/3 1996. Det ble observert 60 integrasjoner (10 min) med 1 mm blender i kanal 1. Høyintensitets pulserende nordlys dominerer her. Vi ser av øverte og nederste diagram at forskjellig lysintensitet treffer blenderåpningen samtidig. Under en voldsom økning på slutten av observasjonen, der pilen er tegnet inn på figuren, ser vi at først detekterer kanal 3 relativt mer lys enn kanal 1. Etter 4 integrasjoner tar kanal 1 overhånd. Dette vises svært godt av nederste diagram. Vi må anta en skarp nordlys formasjon i sakte bevegelse over feltet her. Etter denne intensitetsøkningen faller intensiteten drastisk, og himmelen blir mørk helt plutselig i området der teleskopet peker. Det kan være svart nordlys som observeres. Det er svært ofte svart nordlys mellom lyse buer [diskusjon med Asgeir Brekke].

Figur 6.18:

Observasjon med 2 mm blender i kanal 1. Foretatt like før slutt 24-25/2 1996. Et utbrudd av båndaktig nordlys med strålestruktur er i ferd med å roe seg ned i løpet av observasjonen. Hovedtendensen her er at for mye lys kommer inn i kanal 3 i forhold til kanal 1, så en trekker derfor i fra for mye lys fra kanal 1. Variasjonen er for stor til at en annen verdi på koeffisienten ville hjulpet. En ser også at etter hvert som intensiteten av utbruddet avtar, blir differansen av kanalene mindre negativ. Det blir umulig å korrigere disse målingene.

Figur 6.19:

Måling av bakgrunn helt på slutten av 24-25/2 1996. Det er fortsatt brukt 2 mm blender i kanal 1. Pulserende nordlys med diffus pølseform dominerer denne observasjonen. Der pilen peker i det øverste diagrammet har en bue beveget seg relativt sakte over feltet. Denne toppen blir godt korrigert for etter subtraksjonen i det nederste diagrammet. Vi har her at $N_1 = 20000$ Hz og $N_3 = 2700$ Hz som gir $\sigma_{Netto} = 980$ Hz. Korreksjonen er ca. 500 Hz som er 2.5% av N_1 , og ligger dermed innenfor usikkerheten δr . Lineærtillpasningsfunksjonen i diagrammet i midten gir verdiene $A=100$ og $B=5.90$, der $\sigma_A = 102$ og $\sigma_B = 0.05$. Her hadde nok 5.90 vært en bedre verdi å bruke enn 5.78 som er brukt. Dette fordi $\sigma_A < A$, og en dermed kan sette A lik null i dette tilfellet. 497 integrasjoner ble foretatt (1 t og 22 min).

Figur 6.20:

Første observasjon 23-24/2 1996 med 1 mm blender i kanal 1. Årsaken til at diagrammet i midten viser stor spredning er at det ikke var særlig variasjon totalt i denne observasjonen som gikk over 59 integrasjoner (ca. 10 min). Vi får $A=103$ og $B=1.27$ med $\sigma_A = 129$ og $\sigma_B = 0.06$. Vi ser også at subtraksjonen ble relativt god selv med en slik urolig himmelbakgrunn. De fleste punktene i denne måleserien korrigerer bedre enn 10% i forhold til N_1 . Den relativt lave intensiteten

gjør at hvis en hadde observert stjerne i kanal 1 med 100000 Hz ville samtlige punkter i korreksjonen vært bedre enn 0.5% i forhold til stjernen.

Figur 6.21:

Andre observasjon 23-24/2 1996 med fortsatt 1 mm blender i kanal 1. Her vises et ekstremt kraftig utbrudd i løpet av observasjonen. Lyset var så intenst at det ble gul-hvit farge. De 9 første integrasjonene (1.5 min) viser at kanal 3 får mer lys enn den skulle ha hatt i forhold til kanal 1. Så skifter det brått, og kanal 1 får plutselig mer lys enn kanal 3. Slik er tilstanden helt til maksimum intensitet er nådd. Da får kanal 3 mer lys igjen samtidig som intensiteten til utbruddet avtar. 35 integrasjoner (ca. 6 min) er foretatt.

Figur 6.22:

Målingen er foretatt 9-10/2 1996 med 1 mm blender i kanal 1. Variasjonen i lysintensitet kunne ikke observeres visuelt, men målingene viser en relativt rask variasjon i intensitet. Det er tydeligvis pulserende nordlys som dominerer bildet her. lineæriteten er relativt god med $A=148$ og $B=1.22$, der $\sigma_A = 53$ og $\sigma_B = 0.02$. Vi ser også av diagrammet nederst at det skulle ikke ha vært trukket fra riktig så mye som det ble gjort fra kanal 1. Bruk av $B=1.22$ i dette tilfellet hadde nok gjort subtraksjonsresultatet bedre. 200 integrasjoner (ca. 33 min) ble foretatt. For $N_1 = 2800$ Hz og $N_3 = 2400$ Hz vil $\sigma_{N_{netto}} = 350$ Hz. De fleste korreksjonspunktene ligger dermed på grensen til usikkerheten i dette tilfellet.

Figur 6.23:

Figuren viser en pauseobservasjon av himmelbakgrunn 13-14/3 1996. Det er observert med 2 mm blender i kanal 1. Himmelen utseende var stort sett diffus. Det observeres bølgende lysformasjoner rundt integrasjonsnummer 2000. Mot slutten eksploderer himmelen i et kraftig utbrudd med rødlig farge og mye bevegelse. En ser tydelig at under utbruddet rundt integrasjonsnummer 2100 er der relativt mer lys som kommer inn i kanal 1 enn kanal 3. Det er akkurat som om kanal 3 ikke klarer å reagere like hurtig på denne plutselige intensitetsøkningen som kanal 1. Den rette linjen i midtpanelet har $A=164$ og $B=6.10$, der $\sigma_A = 520$ og $\sigma_B = 0.12$. 222 integrasjoner (37 min) ble foretatt.

6.2.1 Konklusjon

Det viser seg at ved kraftige utbrudd nytter det ikke å bruke hverken 1 mm eller 2 mm blender i kanal 1. Slike utbrudd som vi har i figurene 6.21 og 6.17 viser tydelig at korrigering er vanskelig. Når bakgrunnsnivået faller ned til rundt

3000 tellinger pr. sekund er korreksjonen relativt god som vi ser av figur 6.20 og 6.16. Sammenligner vi med de figurene der det er brukt 2 mm blender i kanal 1 får vi en mye dårligere korreksjon. For eksempel fra figur 6.19 ser vi at etter integrasjonsnummer 3000 har vi en variasjon som ligger mellom 1000 og 2000 tellinger. Her var det mellom 2000 og 4000 tellinger i kanal 3. Så det er ingen tvil om at lavere intensitet på himmelen fører til bedre presisjon i korreksjonen.

Hvis objektene som observeres er sterke, vil nordlyset få liten betydning for observasjonene. Observasjon av en 5 magnitudestjerne som gir ca. 500000 tellinger pr. sekund kan tolerere feil i korreksjonen opp til 5000 tellinger pr. sekund for å oppnå nøyaktighet bedre enn 1%. En kan også konkludere med at det er mer fordelaktig å bruke 1 mm i stedet for 2 mm blender i kanal 1. Vi unngår dermed mye av nordlysforstyrrelsene fra bakgrunnshimmelen samtidig som feilen etter korreksjon blir mindre. Usikkerheten $\sigma_{N_{netto}}$ blir også bedre, fordi $\sigma_{b_1}^2 N_3^2 < \sigma_{b_2}^2 N_3^2$, som er leddet som betyr mest i ligningene 6.2 og 6.3. En må også ta hensyn til seeingen og derfor velge blender etter forholdene. En hovedårsak til at det er vanskelig å korrigere kanal 1 med kanal 3 er at de ligger langt unna hverandre. På grunn av den skarpe strukturen som nordlyset ofte har under utbrudd, vil uniformiteten av lyset være dårlig. Dette vil føre til at fluxen fra området som kanal 1 mottar vil være ulik fluxen fra området som kanal 3 mottar. Dette vil i så fall føre til den dårlige og ujevne korreksjonen som vi har sett her.

Hvis vi har stjerne i kanal 1 vil usikkerheten bli

$$\sigma_* = \sqrt{\sigma_{N_1}^2 + b_2^2 \sigma_{N_3}^2 + \sigma_{b_2}^2 N_3^2}$$

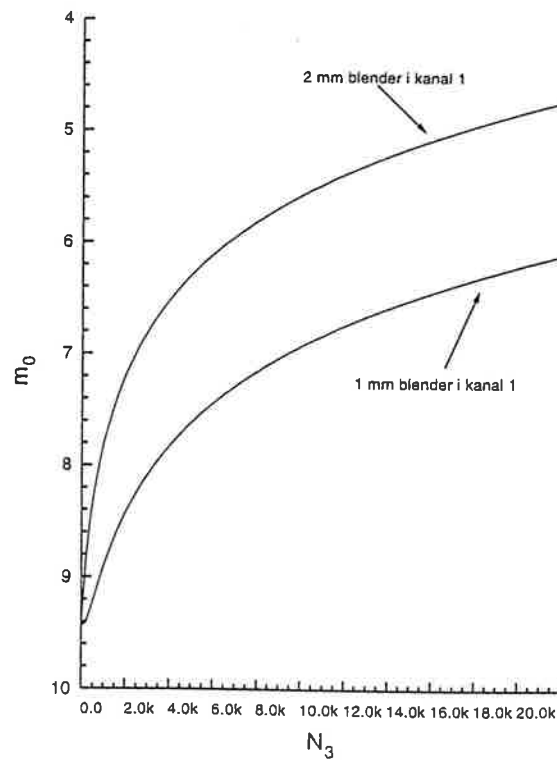
Hvis en ønsker at den relative usikkerheten for 1 sek. integrasjon skal være bedre enn 1% i forhold til stjernen som observeres blir

$$\frac{\sigma_*}{N_1 - b_2 N_3} = \frac{\sqrt{\sigma_{N_1}^2 + b_2^2 \sigma_{N_3}^2 + \sigma_{b_2}^2 N_3^2}}{N_1 - b_2 N_3} = 0.01$$

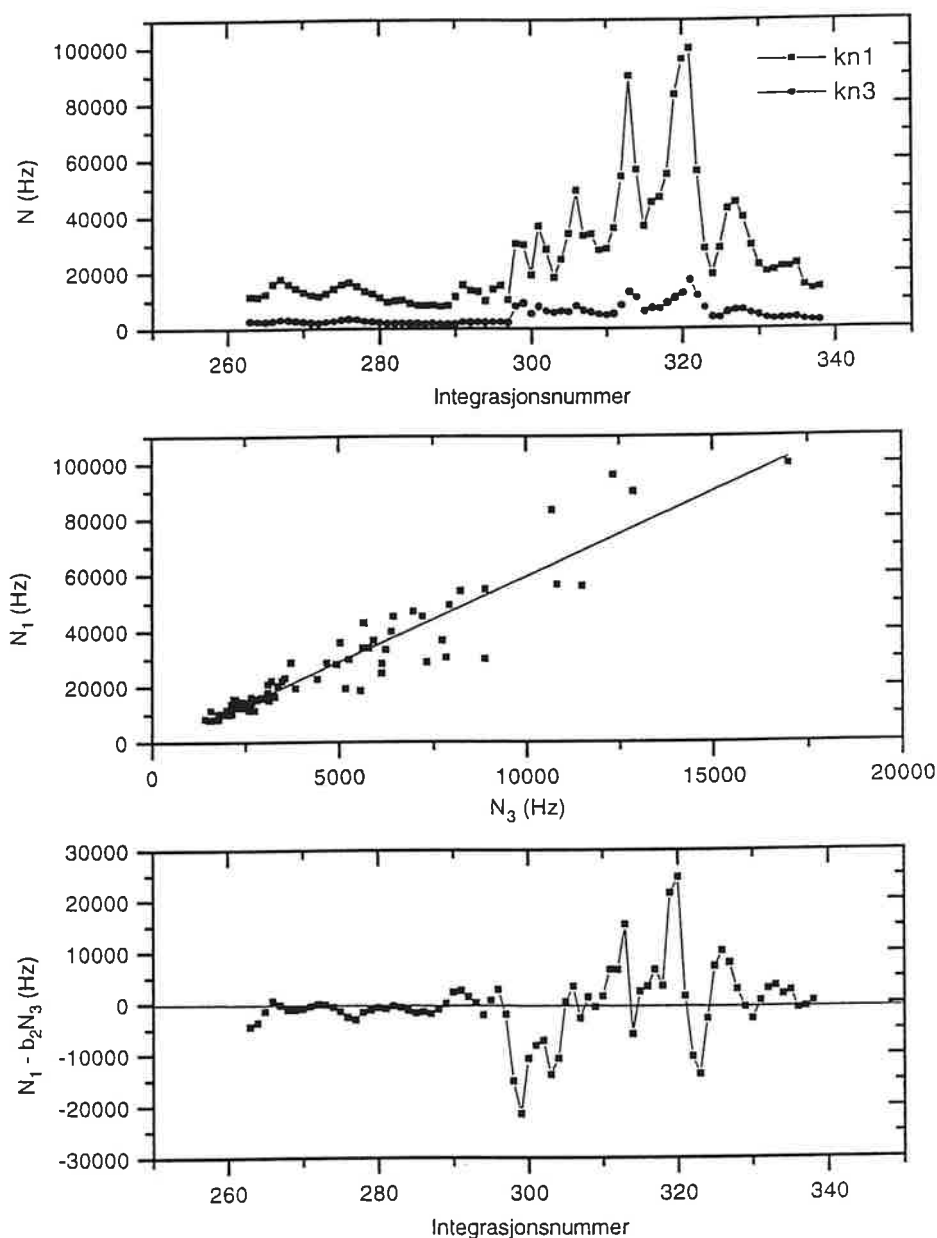
der ligningen løses med N_1 som funksjon av N_3 . Vi vil da få en 2. gradsligning $ax^2 + bx + c = 0$, som løses med

$$N_1 = \frac{-b \pm \sqrt{b^2 - 4ac}}{2a}$$

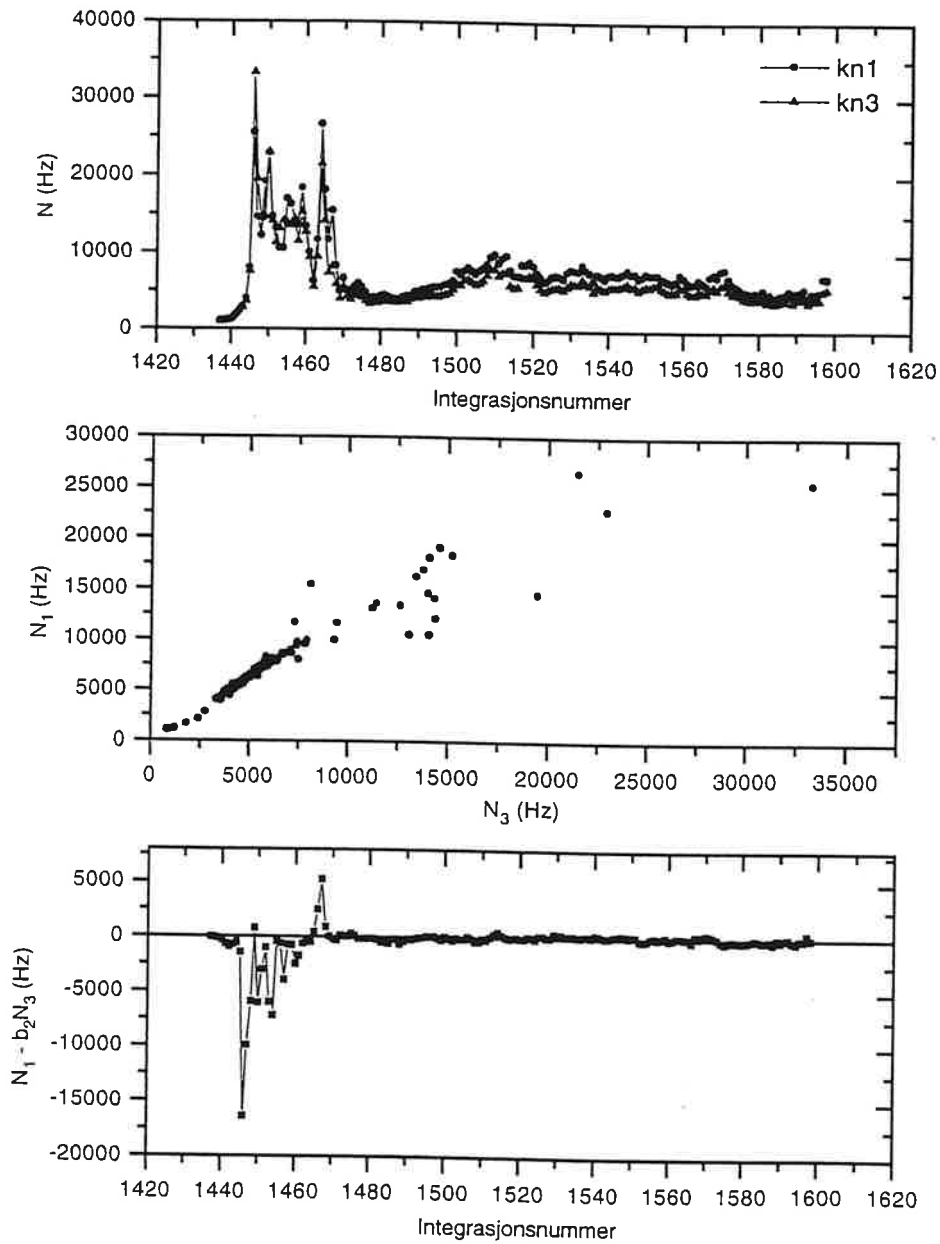
der vi velger den positive løsningen. Resultatet med 1 og 2 mm i kanal 1 vises i figur 6.13. Usikkerheten er, som vi har vært inne på, større med 2 mm enn med 1 mm. Derfor må man velge en mer lyssterk stjerne for en viss mengde tellinger i kanal 3, når man bruker 2 mm blender i stedet for 1 mm. Dette er den magnituden stjernen har utenfor atmosfæren. En bør derfor ta hensyn til at en må addere ekstinksjonskoeffisienten multiplisert med luftmassen der en observerer stjernen for å få den observerte magnituden.



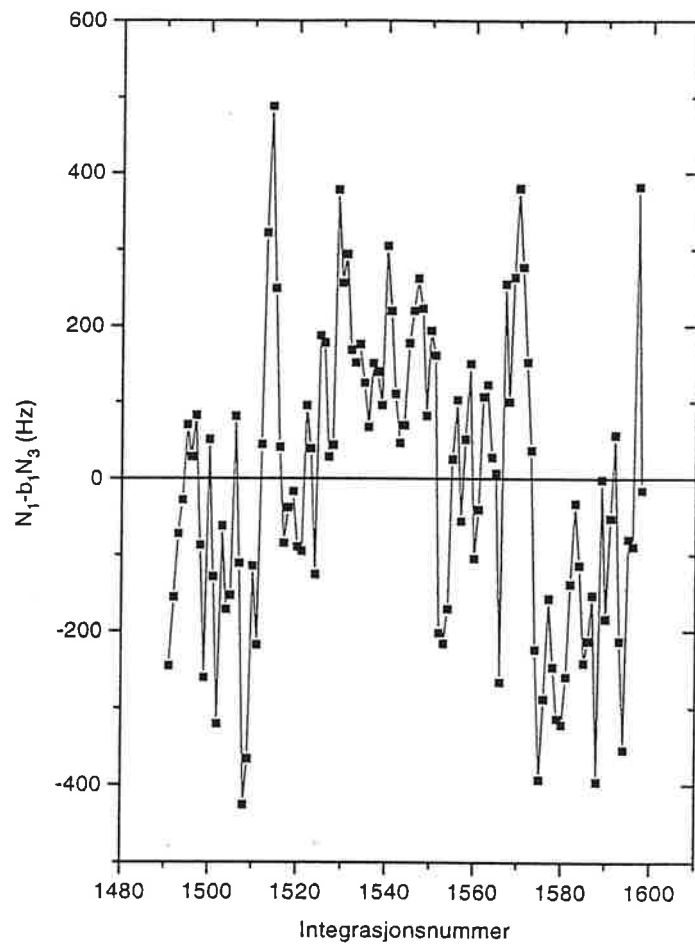
Figur 6.13: Figuren viser hvilken styrke (V-mag) en stjerne må ha (utenfor atmosfæren) ved forskjellig bakgrunnsignal i kanal 3 for at resultatet skal ha usikkerhet bedre enn 1%, for integrasjonstid 1 s.



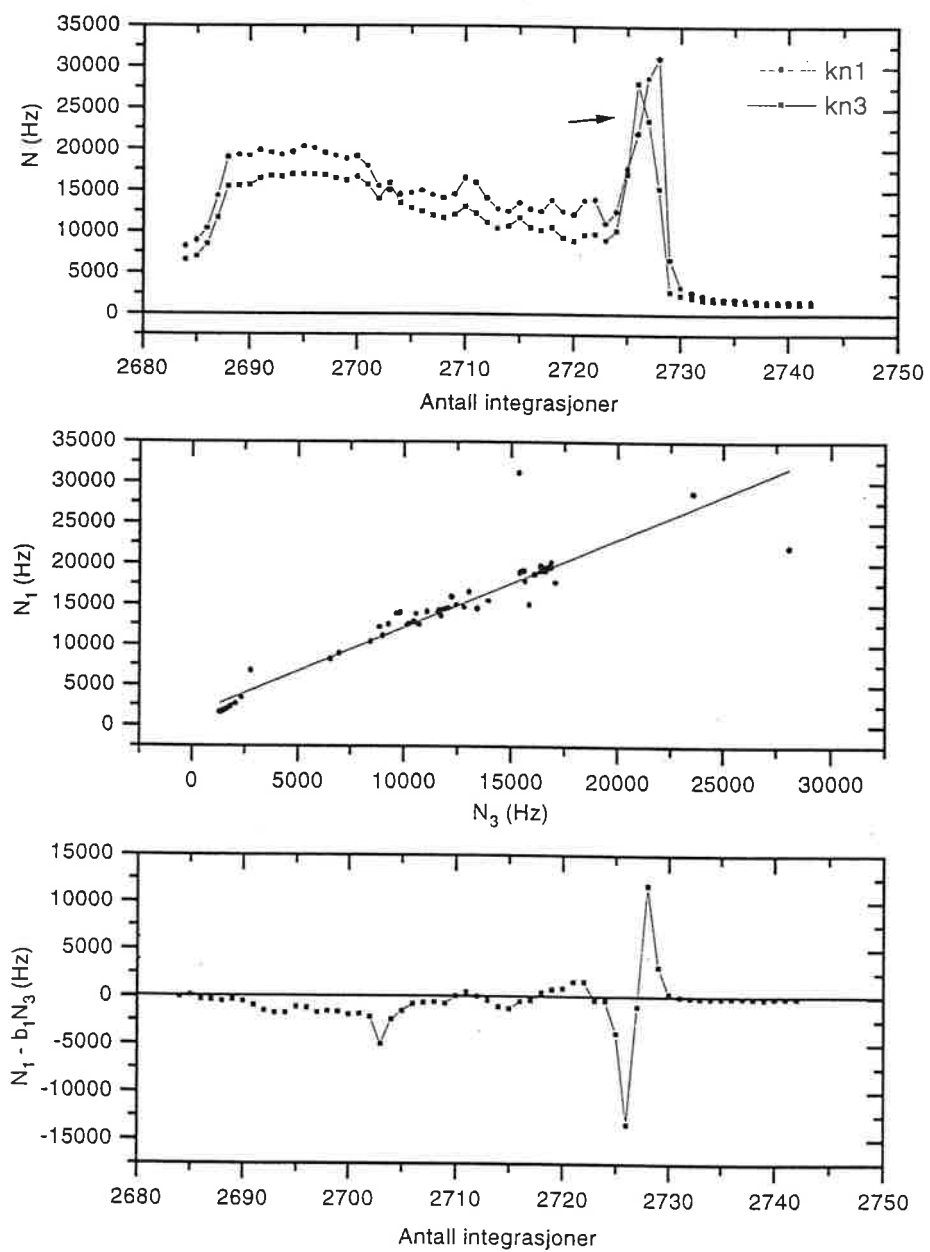
Figur 6.14: Observasjon av et kraftig gardinflagrende nordlys med hurtig bevegelse. Kanal 1 har 2 mm blender. dette er første målinger for natten 10-11/3 1996. Det øverste panel viser tellinger pr. sekund for både kanal 1 og 3, midterste panel viser målingene fra øverste panel der N_1 er plottet mot N_3 og nederste panel viser bakgrunnsmålinger i kanal 3 trukket i fra bakgrunnsmålinger i kanal 1 med omregningsformel $N_{netto} = N_1 - b_{1,2}N_3$. Under ideelle forhold vil denne kurven være 0. Panelene viser det samme i figurene 6.15 til 6.23, der $b_1 = 1.26$ og $b_2 = 5.78$.



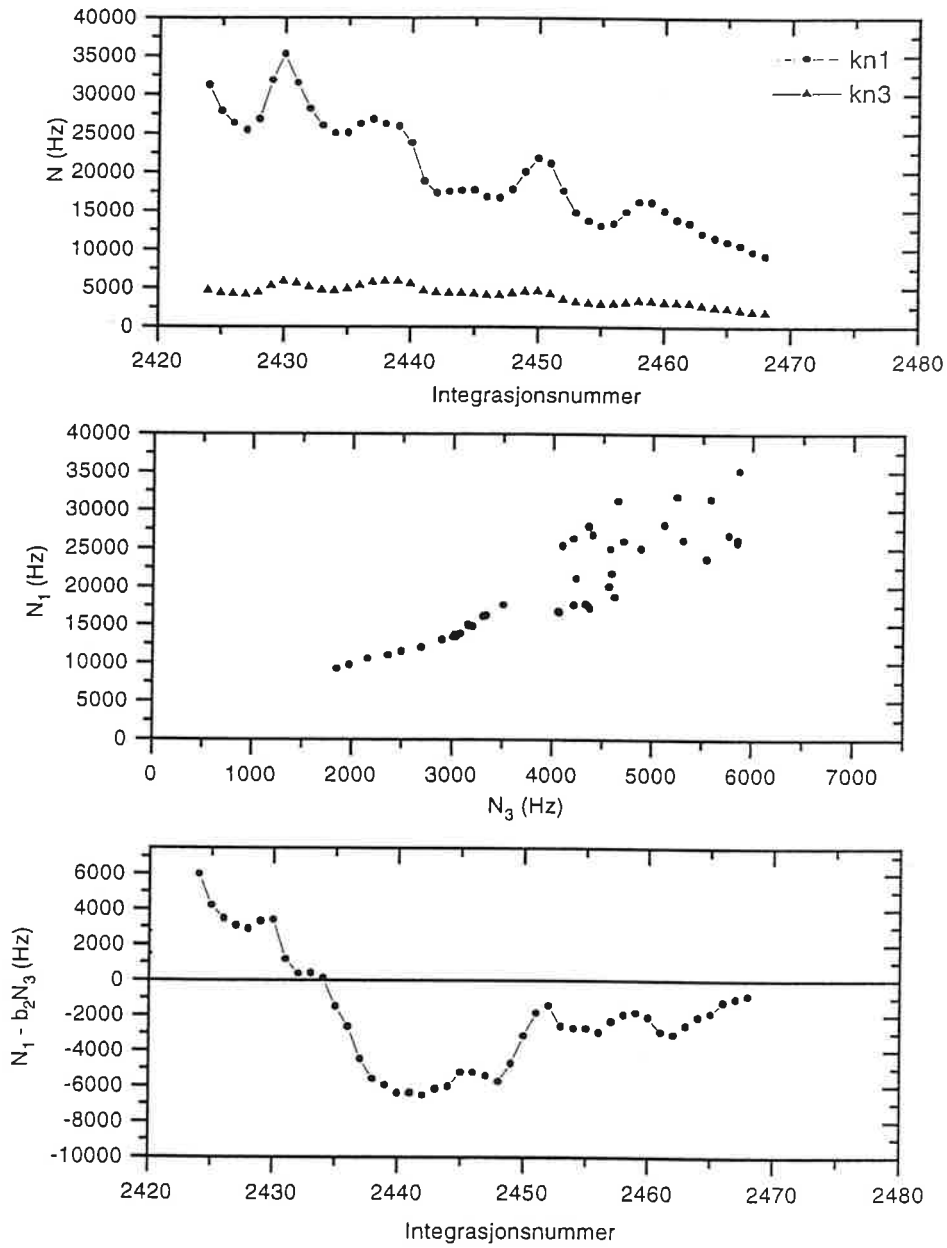
Figur 6.15: Observasjon av bakgrunn i begge kanaler mens pause i stjerneobservasjon pågår. Starter med et kraftig utbrudd, og meget urolig himmelbakgrunn, der variabiliteten etterhvert synker. Det meste av observasjonen er relativt rolig, men høy intensitet. Der er observert med 1 mm blender i kanal 1. Andre måling for 10/3 1996.



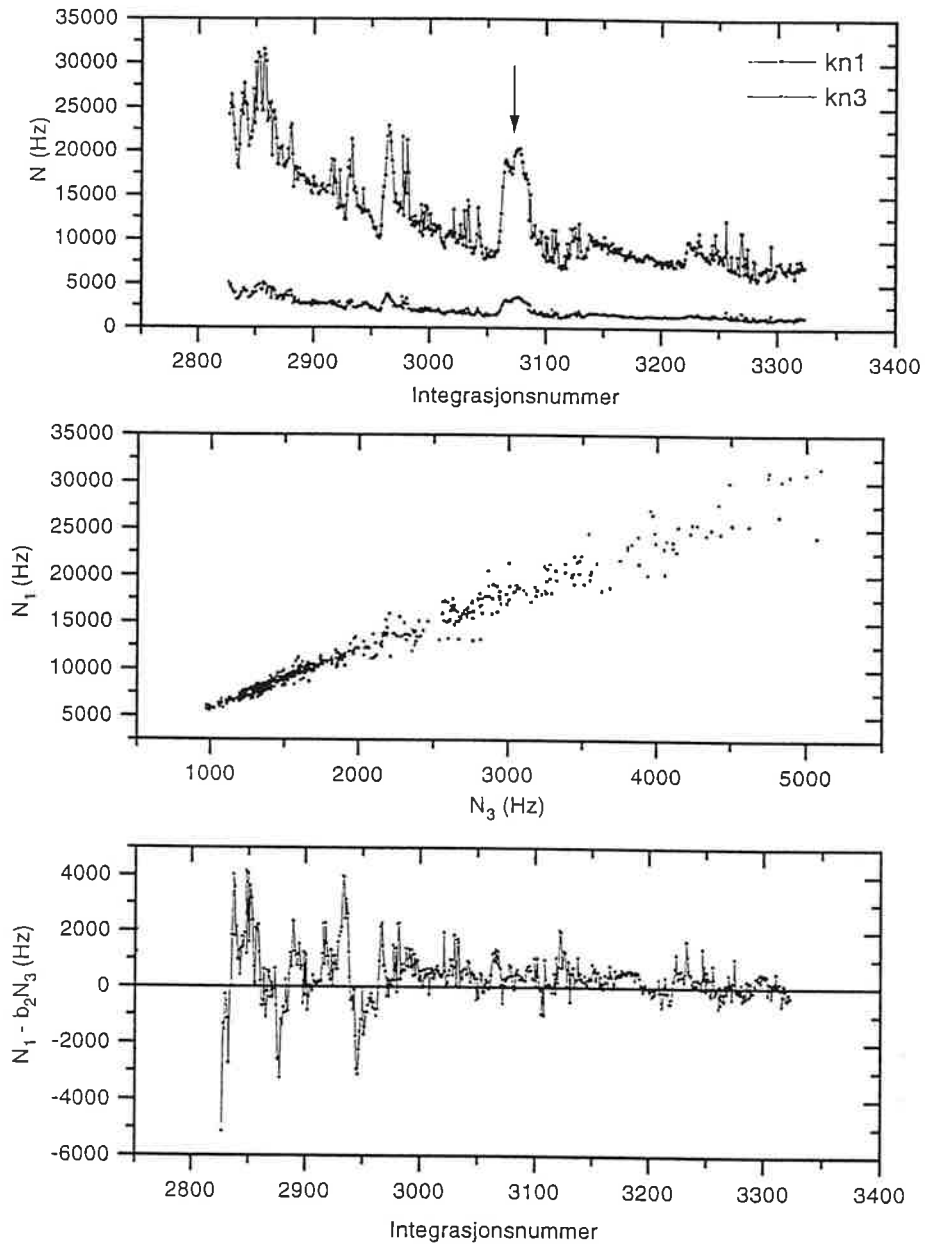
Figur 6.16: Forstørret skala fra integrasjonsnummer 1500 til 1600 i nederste panel i figur 6.15.



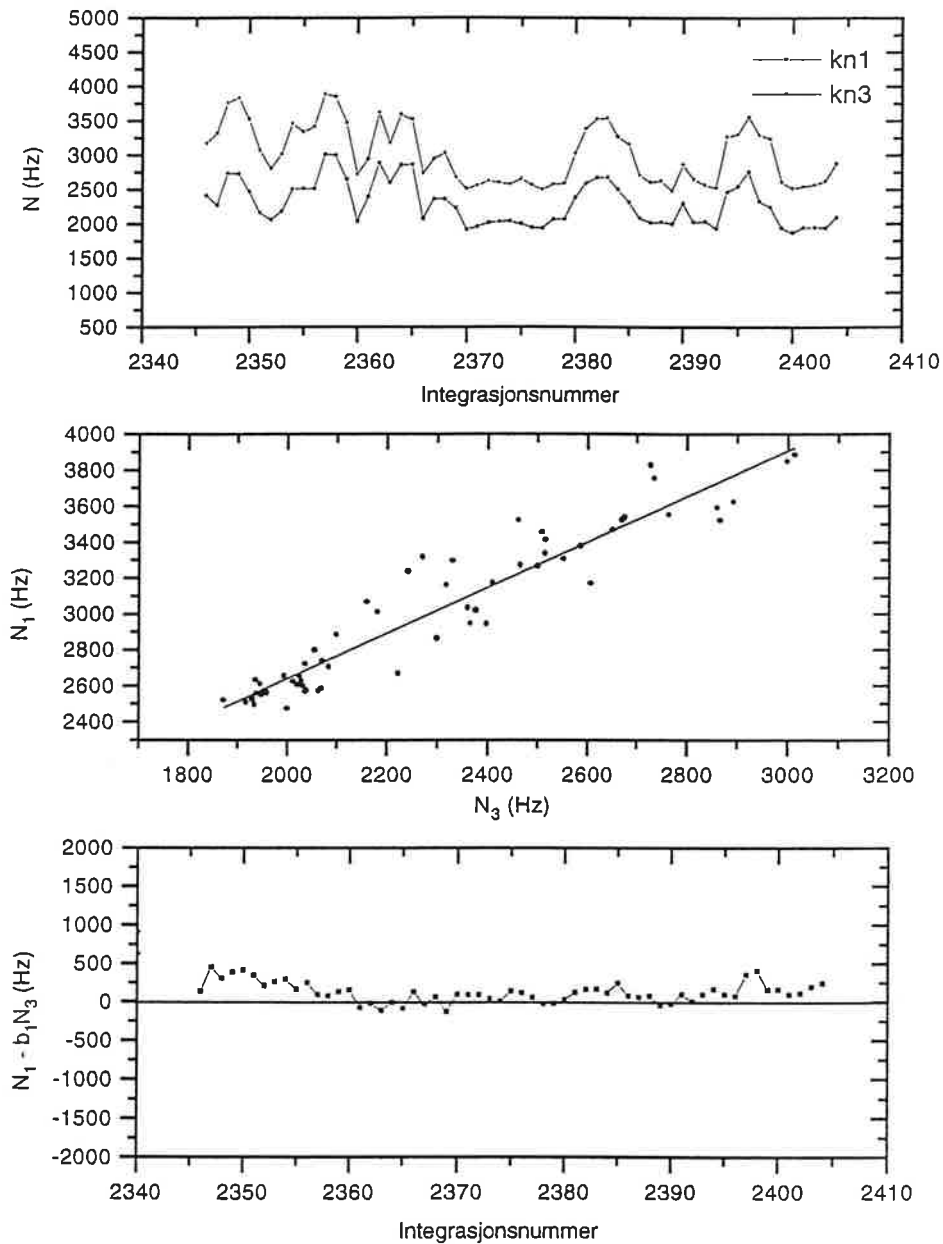
Figur 6.17: Tredje måling fra 10/3 1996. Det er brukt 1 mm blender i kanal 1.



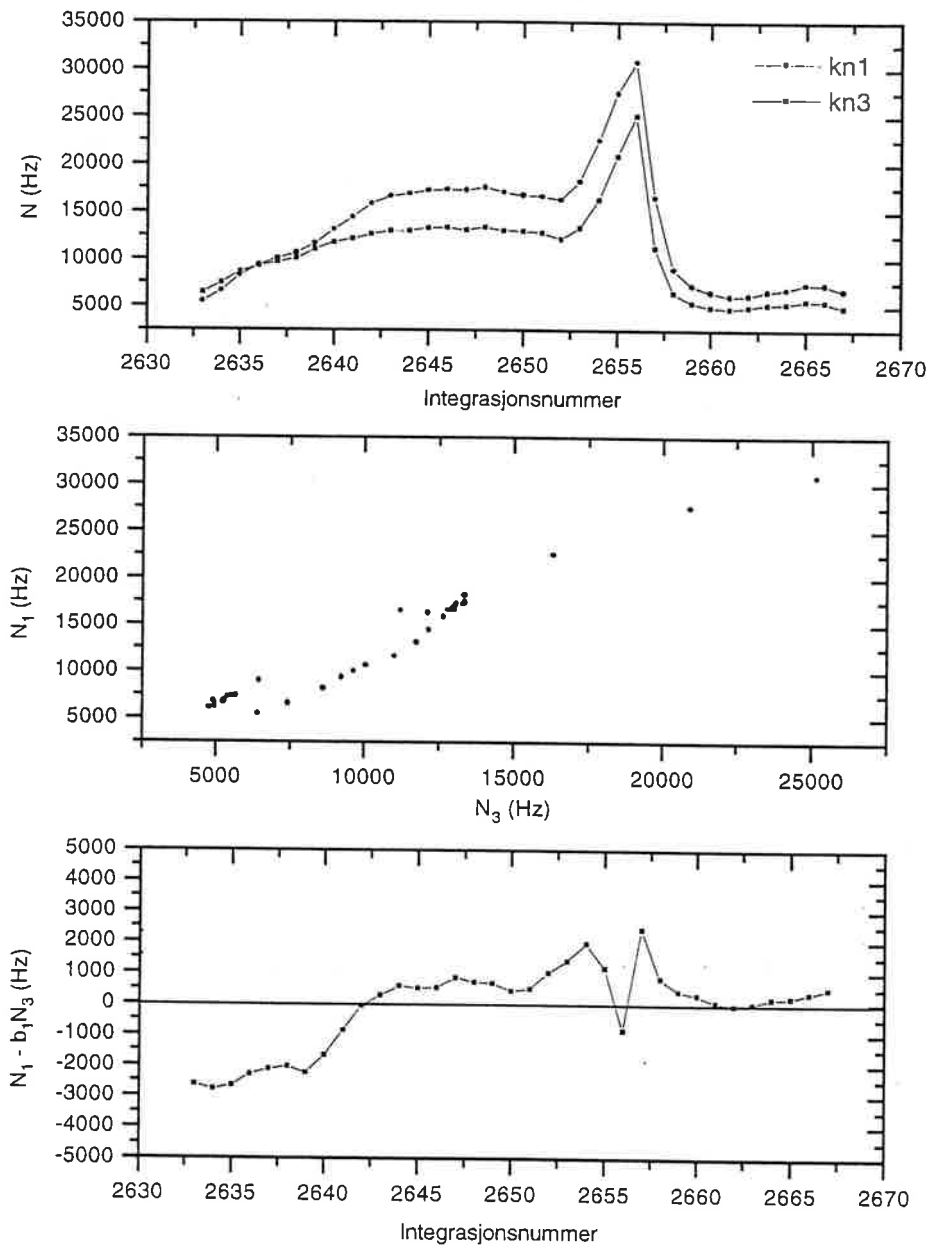
Figur 6.18: Observasjon fra 24/2 1996 med 2 mm blender i kanal 1. Viser utbrudd av stråleformet nordlys.



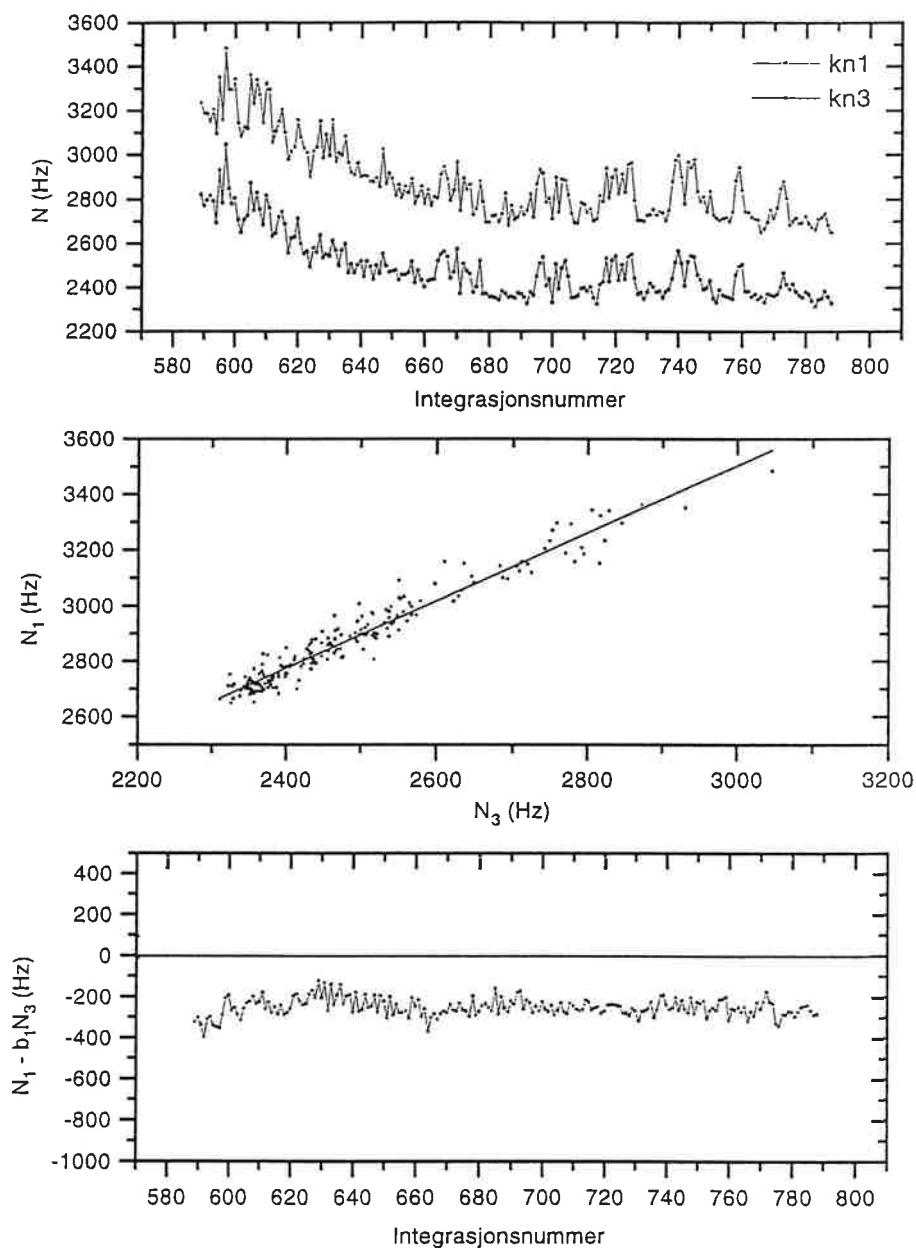
Figur 6.19: Pause-observasjon med voldsomt pulserende nordlys til å begynne med, så roer det seg ned med blandet pulsasjon og diffus bue i bevegelse, fra 24-25/2 1996. Det er brukt 2 mm blender i kanal 1.



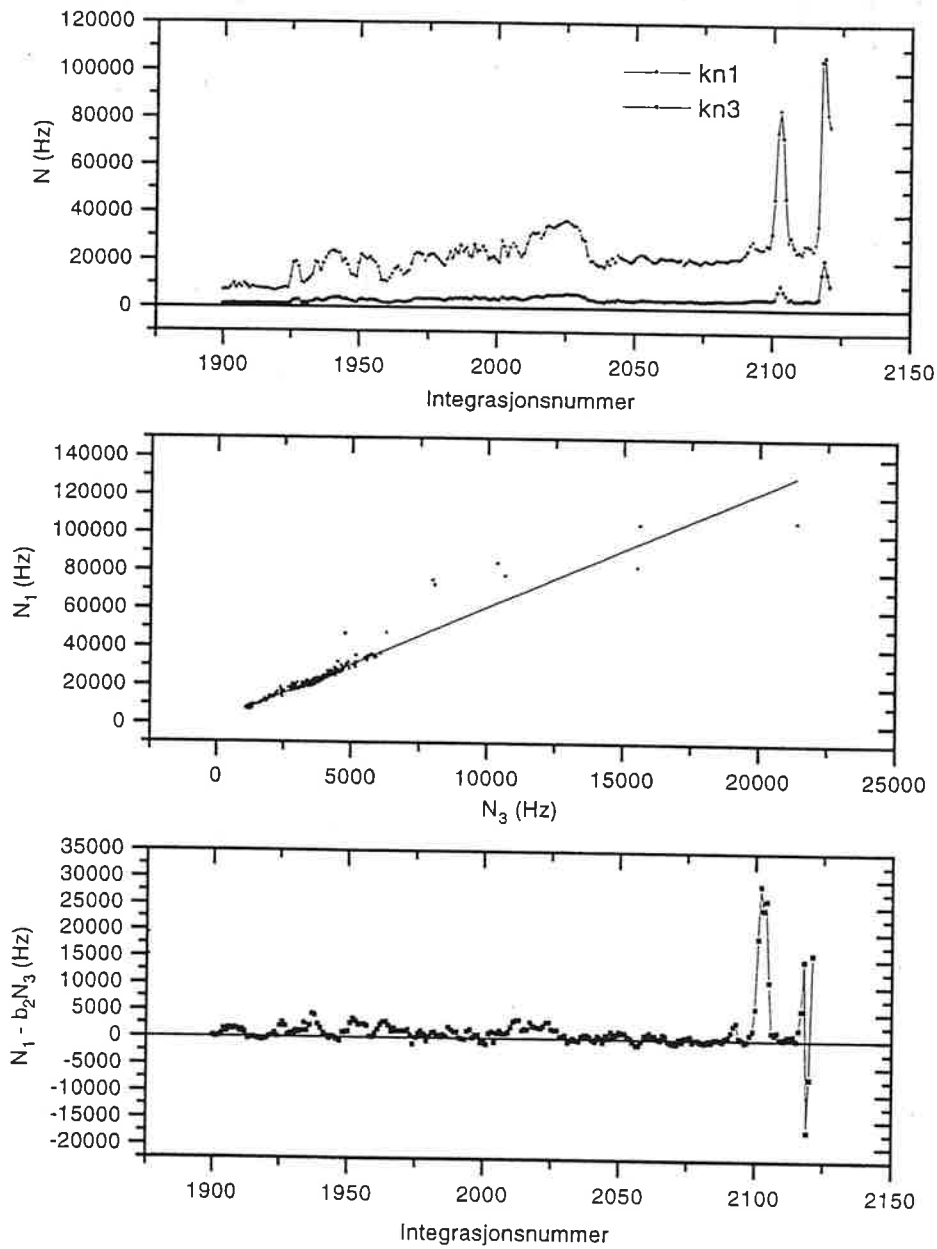
Figur 6.20: Første observasjon av bakgrunn 23/2 1996. Det er brukt 1 mm blender i kanal 1. Relativt lav gjennomsnittintensitet. Der ble observert små pølse-formet nordlys aktiviteter rundt på hele himmelen. En del av dette vises muligens av observasjonen.



Figur 6.21: Andre observasjon 23/2 1996 viser et svært kraftig gul-hvitt stråleformet utbrudd. Det ble observert med 1 mm blender i kanal 1 og 3.



Figur 6.22: Observasjon av $9/2$ like etter midnatt. 1 mm blender i kanal 1. Variasjonen i lysintensiteten kunne vanskelig observeres visuelt, men fotometeret viser en relativt rask lav-amplitudevariasjon.



Figur 6.23: Pause-observasjon med 2 mm blender i kanal 1 fra 13/3 1996. Mot slutten av observasjonstiden har vi et kraftig utbrudd med rødfarge synlig for øyet.

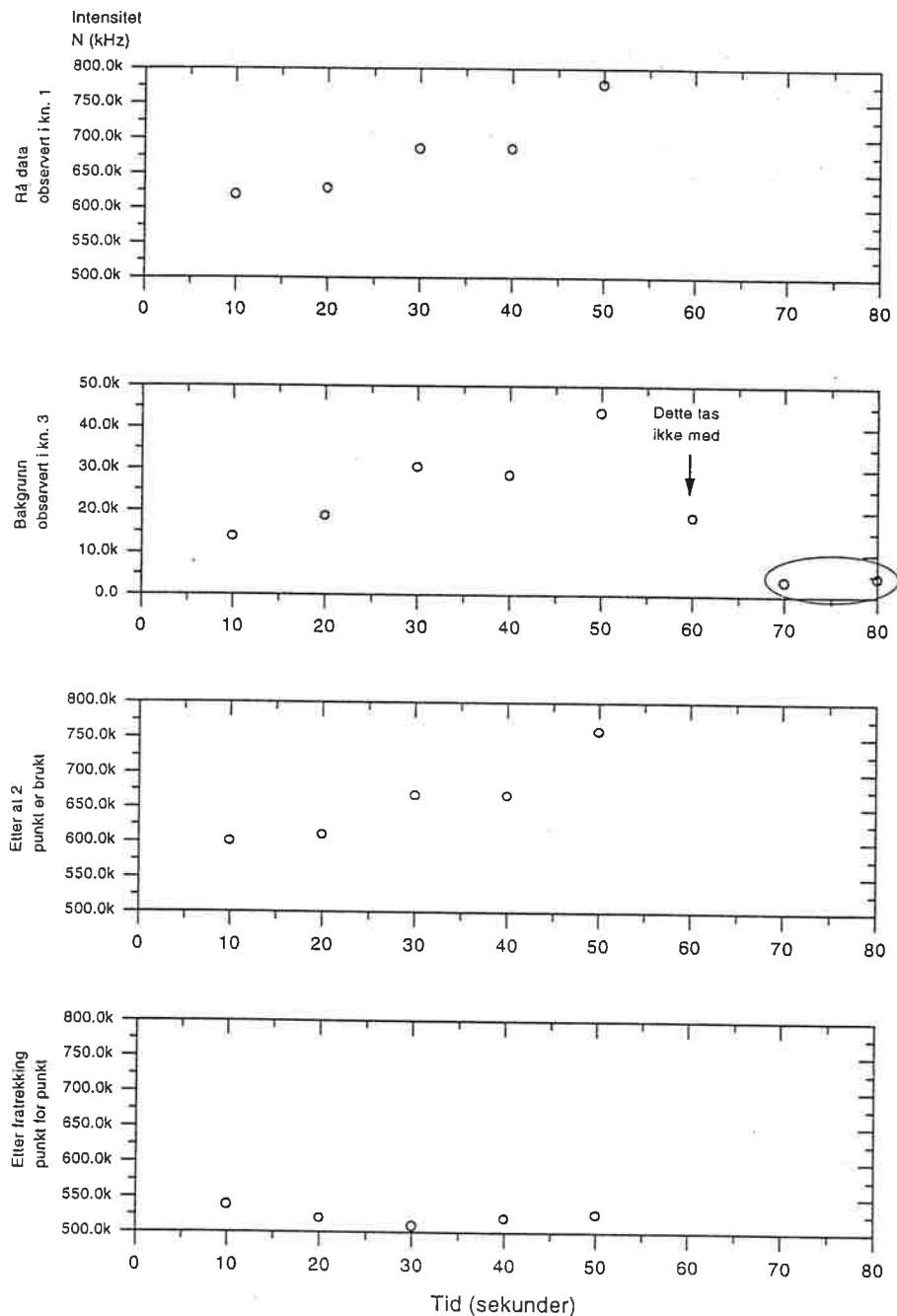
6.3 Eksempel på en måling av C2

De fleste observatorier på jorda har ikke problemer med hurtig varierende himmelbakgrunn. Det gjør at differensiell fotometri vanligvis ikke er noe problem når netto signal skal beregnes for objekt. En måler vanligvis bakgrunn etter hver måleserie av objektet før en går over til neste objekt. I vårt tilfelle vil det si:

- Måling med 5 hele integrasjoner av C1 (Med det menes at en må være sikker på at hver integrasjon varer i 10 sekunder. Vanligvis varer første og siste integrasjon i en serie ikke fullt 10 sekunder). Etter at sentrering av stjerna er ferdig, og en skrur fotometeret over til signal, blir dette vanligvis gjort midt inne i en integrasjon. Dette skyldes at vi bruker programmet Quilt9. Programmet blir vanligvis startet når vi starter målingen for natten, og ikke stoppet før natten er over. Dermed vil det gi en gjennomsnittlig integrasjon (Hz) hvert 10. sekund fra begynnelsen til slutten av natten. En befinner seg vanligvis midt inne i en integrasjon også når en flytter teleskopet fra stjernerne i blenderen til å måle bakgrunn uten stjerne. → Måling av bakgrunn.
- Måling av 5 hele integrasjoner av V → Måling av bakgrunn.
- Måling av 5 hele integrasjoner av C2 → Måling av bakgrunn.

Bakgrunnskorreksjon uten for nordlyssonen blir vanligvis gjort ved å legge en jevn kurve gjennom alle bakgrunns punkter observert i løpet av en natt. En trekker så verdier avlest fra denne kurven i fra stjerne observasjonene og står igjen med netto tellinger fra objektet(ene).

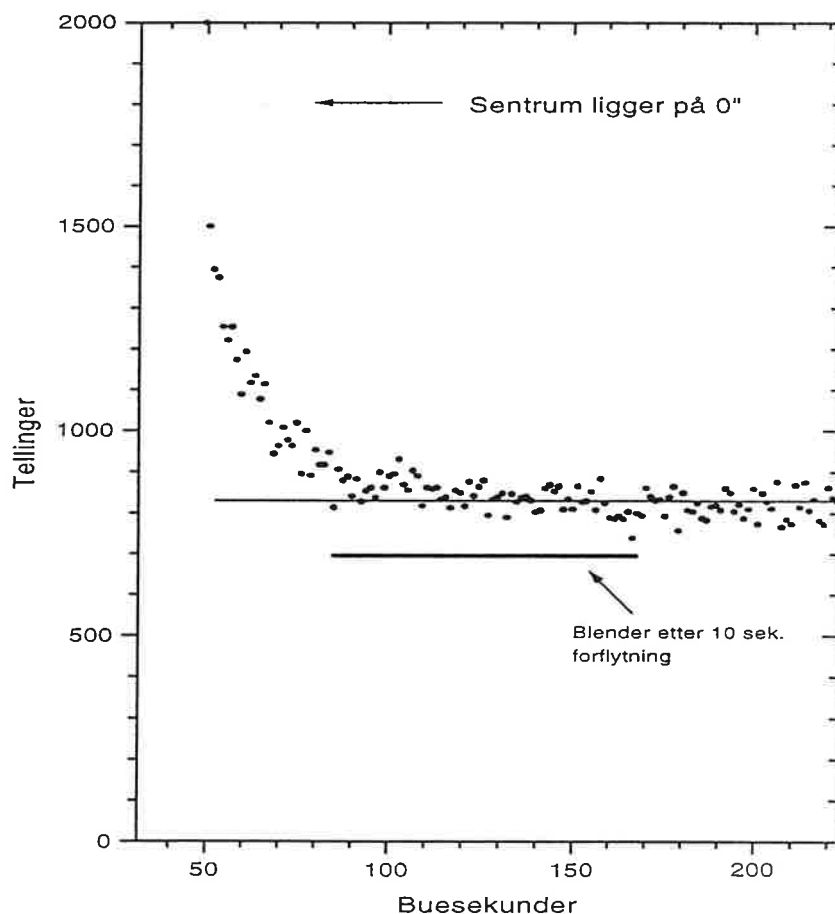
En mulighet til å korrigere for rask bakgrunnsvariasjon er å observere bakgrunn separat samtidig som man observerer stjerner. En illustrasjon av forskjellen en oppnår ved bruk av disse to metodene vises i figur 6.24. I dette tilfellet ser vi tydelig at resultatet blir svært forskjellig. Vi kan dermed slå fast at metoden for differensiell fotometri som blir brukt til å trekke fra bakgrunn utenfor nordlyssonen ikke egner seg ved Skibotn observatorium.



Figur 6.24: Figuren viser en serie observasjon av C2 natten 10/3 1996. Det er brukt 2 mm blenderåpning i kanal 1. Det første diagrammet viser 5 integrasjoner observert i kanal 1 med 10 sekunders integrasjonstid. To bakgrunns punkter som også er observert i kanal 1 er ikke tegnet inn, fordi skalaen ikke tillater dette. Det tilsvarende punktet som man får ved å flytte teleskopet ut fra stjernen (der pilen peker i diagram nummer to) er heller ikke plottet i diagram nummer en. Diagram nummer to viser simultan observasjon av bakgrunn i kanal 3. Diagram nummer tre viser resultatet av bakgrunns subtraksjonen der en bruker observert bakgrunn i kanal 1 til å trekke i fra samme kanal slik at en står igjen med netto tellinger fra stjerne. Diagram nummer fire viser resultatet etter at punkt-for-punkt subtraksjonen er brukt.

6.4 Skanning av området rundt hver stjerne

Når en skal observere stjerner med et fotometer der himmelbakgrunn skal måles samtidig med stjerne, bør en være sikker på at der ikke befinner seg stjerner eller andre lysende himmelobjekt i blenderene når disse målingene foretas. Det er derfor viktig at en undersøker omådet som man ønsker å måle bakrunnen før observasjonen tar til.



Figur 6.25: Figuren viser en lyskurve der stjerne C2 er på tur helt ut av blenderen som er 2 mm i diameter. Vi ser her nederste del av området tilsvarende mellom 6 og 4 på figur 6.26. Det ble brukt 0.1 sekunds integrasjonstid ("Tellinger" på vertikal aksel er pr. 0.1 sek.). Den tykke opptrukne streken markerer hvor blenderåpningen samler lys etter å ha blitt flyttet ut 10 tidssekunder (nordover) fra å ha stjerne i sentrum.

Det er to muligheter for skanning av området rundt stjerner. En kan la stjerna drive over blenderen i øst-vest retning eller en kan starte nord/sør for stjerna og holde nord/sør knappen nede tilstrekkelig lenge. Det ble valgt å bruke den siste metoden, fordi teleskopet har en slik utveksling på giret at det går saktere i nord/sør retning enn stjerna driver i øst-vest retning.

Det første vi gjør er å sentrere stjerna i blenderen. Flytter så teleskopet tilstrekkelig langt sør slik at vi er helt sikker på at ingen tellinger fra stjerna kommer inn i kanal 1. Begynner så å kjøre teleskopet nordover, slik at stjerna kommer inn i blenderen og forsvinner ut igjen. Passer så på å holde knappen nede i minst 10 sekunder etter at stjerna har forlatt blenderens sentrum. 10 er valgt for at det skal være lett å huske samtidig som det burde være langt nok unna stjerna. Så plasseres stjerna først i venstre kant av blenderen og så i høyre kant, og den samme prosedyren gjentas (se figur 6.27). Hastigheten (antall buesekunder pr. tidssekund) ble målt til 12.7.

Mulige situasjoner vi kan ha er:

- Et objekt ligger nært stjerna som observeres i kanal 1 og gir tellefeil. Hvis det uønskede objektet ligger nært kanten at blenderen vil vi få ustabilitet i tellingene fra kanal 1 i det agitasjonen (som er romlig variasjon av bildet i fokalplanet forårsaket av en lokal variasjon av vinkelen til tangentplanet til bølgefronten [Lena, 1988]) fører til at objektet farer inn og ut av blenderen under observasjon. Et slikt objekt vil vi oppdage som en ekstra hump i lyskurven vi får ved å føre teleskopet over området. Integrasjonstiden vil gjevne ut hver integrasjon slik at forstyrrelsen vil ikke være fremtredende hvis ikke teleskopet flyttes. Nå er det slik at vi flytter teleskopet til ny stjerne etter hver måling. Dette fører til at objektet vil noen ganger ligge innenfor og noen ganger utenfor kanten til blenderen etter sentrering. I tilfeller der man kommer opp i en slik situasjon bør man være nøye med valg av blender. Blenderen må ikke være så stor at det er mulighet for objektet å befinne seg i blenderen samtidig med stjerna som observeres. Den må heller ikke være så liten at en taper fotoner fra stjerna. Under våre målinger var det ingen slike tilfeller ved noen av stjernene V, C1, C2 og G.
- Man får et uønsket objekt inn i blenderen i kanal 1 og/eller kanal 3 når man flytter teleskopet ut for å måle bakgrunn. Dette fører til en gal kalibrering av kanalene. En ønsker å finne netto tellinger fra stjerna. Hvis vi for eksempel kalibrerer med en stjerne i kanal 3, så vil netto tellinger fra stjerna i kanal 1 bli mindre enn det skal være når vi korrigerer med $b_{1,2}N_3$ (se kapitlet om bakgrunnsmålinger). Slike objekt vil også vise seg som humper i område 7 fra figur 6.26. Ingen av våre målinger fra både kanal 1 og kanal 3 viser tegn til slike humper i den delen av lyskurven der teleskopet blir ført over området som det måles bakgrunn i begge kanaler.

- Teleskopet er ikke flyttet tilstrekkelig langt ut i fra stjerna når målingen av bakgrunn i begge kanaler tar til. Hvis det er dårlig seeing kan dette være et problem. Figur 6.25 viser blant annet at etter å ha holdt nord-knappen nede i ca. 10 tidssekunder er vi helt på grensen til å få inn tellinger fra stjerna når vi måler bakgrunn. Dette fører til at netto tellinger fra stjerna blir for høy etter at kanal 3 er trukket fra kanal 1. I våre målinger kan dette være årsaken til at koeffisientene A og B varierer så vidt mye som det ble oppdaget i kappittel 6.1.

Noen årsaker til at tellingene ikke går rett ned til bakgrunnsnivå når stjerna forlater blenderen åpningen er diskutert i kapittel 6.1.2. Dårlig fokusering akkurat denne natten kan også være en årsak.

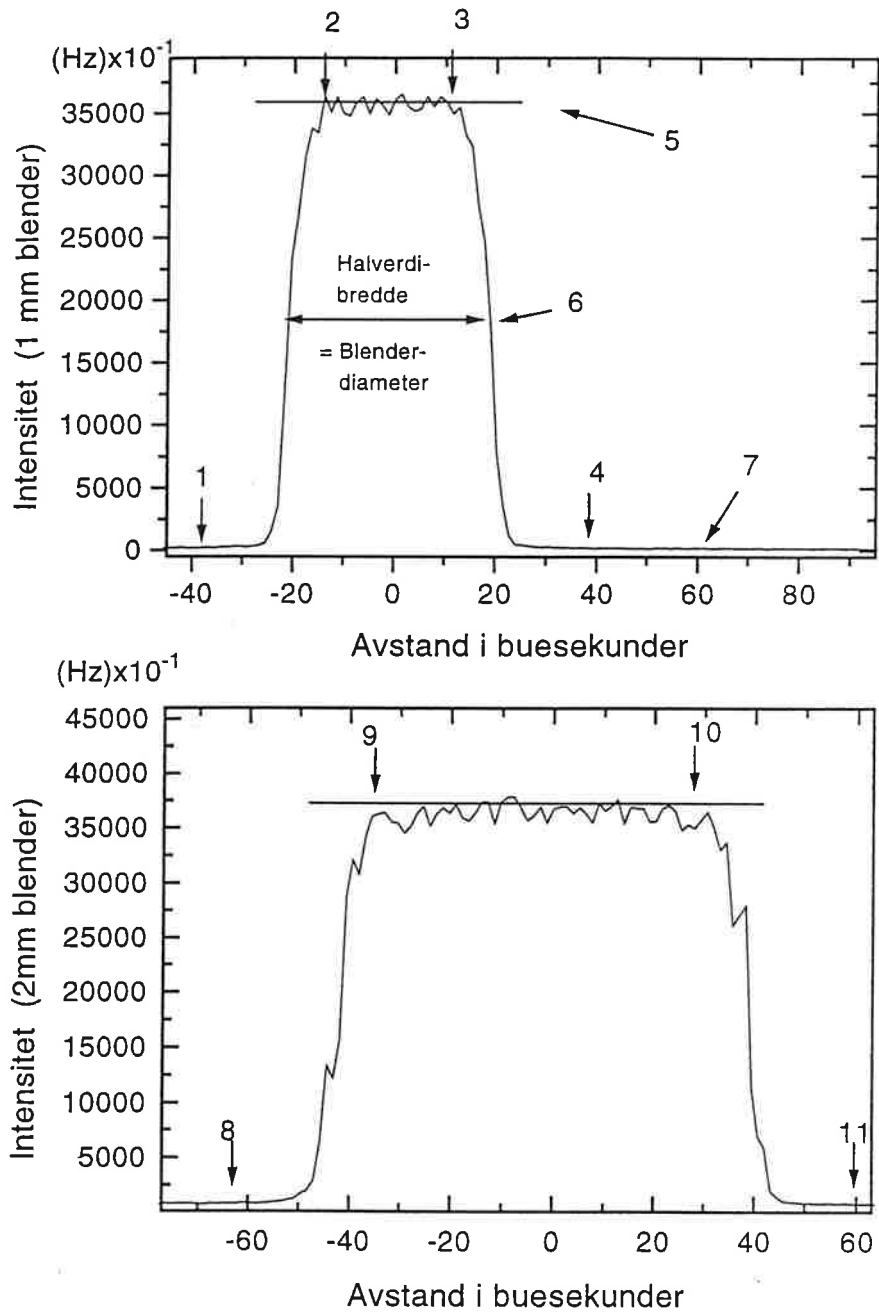
Forklaring til figur 6.26: I øvre panel vises lyskurven etter at en stjerne er ført i gjennom sentrum av 1 mm blender. Nedre panel viser det samme med 2 mm blenderåpning. Horisontal akse viser en avstand i buesekunder fra et nullpunkt som er valgt til å være der stjerna passerer sentrum i blenderen. Vertikal akse viser telleraten i (Hz).

- 1 - 2: Fra første reaksjon i lyskurven på at stjerna er på tur inn i blenderen til hele stjerna er inne i blenderen.
- 2 - 3: Stjerna befinner seg i blenderen.
- 3 - 4: Fra Stjerna begynner å forlate blenderen til alt lys fra stjerna er ute.
- 5: Gjennomsnittet av området mellom 2 og 3.
- 6: Halvverdibredde til kurven.
- 7: Gjennomsnitt av bakgrunnslys (fra 4→)
- 8 - 9: Samme som 1 - 2 (2 mm blender)
- 9 - 10: Samme som 2 - 3 (2 mm blender)
- 10 - 11: Samme som 3 - 4 (2 mm blender)

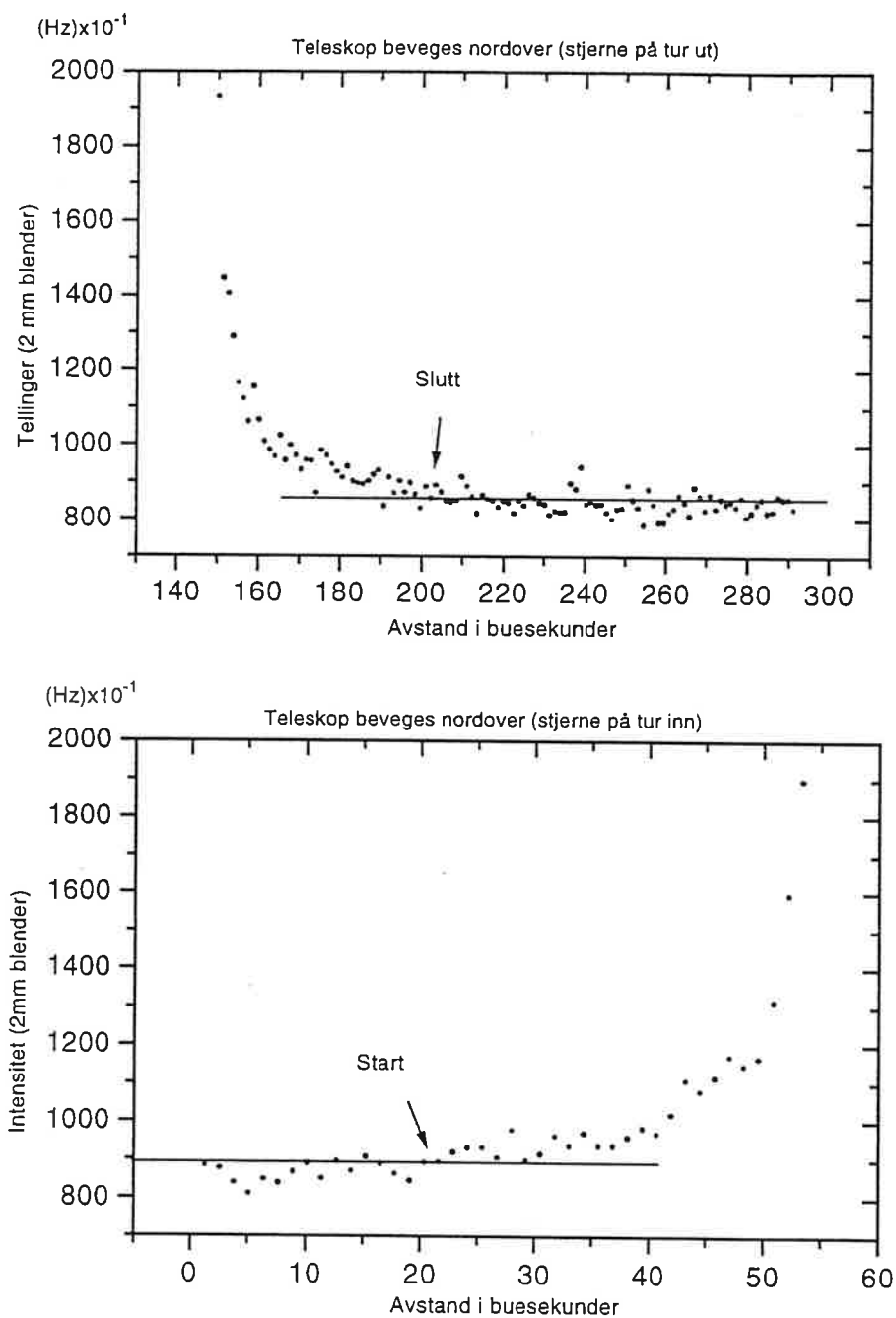
Gjennomsnittet av 7 trekkes i fra gjennomsnittet av 5 og resultatet deles på to. En kan da trekke en horisontal rett linje med denne verdien over kurven. Den horisontale linja skjærer kurven på to steder, som definerer halvverdibredde. Vi kan dermed regne ut hvor langt det er mellom punktene i buesekund. Denne avstanden er et mål for blenderens diameter (se kapitlet 4.2.4), hvis fabry linsa er plassert riktig.

En kan også bruke lyskurvene fra skanningen til å bestemme seeingen med en liten grad av nøyaktighet. For å finne seeingen kan vi ta avstanden i buesekunder fra punkt 3, figur 6.26, til punkt 6 og gange denne med to. Det blir minst unøyaktig å gjøre det på denne måten, fordi det er vanskelig å se nøyaktig hvor stjerna kommer ut av blenderen mellom punktene 6 og 4 på figuren. Resultatene gav en gjennomsnittelig seeing på $14''$ med en usikkerhet i avlesningen på kurven tilsvarende $\pm 4''$. Variasjonen lå mellom 10 og 18 buesekunder i løpet av 14 målinger som varte i ca. 2 timer.

En bedre måte å finne seeingen på er å ta bilder av stjerner med CCD-kamera (Charge Coupled Device). En kan da tegne en punktspredningsfunksjon tvers gjennom stjerna på skjermen og finne halvverdibredden på kurven fra denne. Dette ble ikke gjort i Skibotn i løpet av perioden 9/2 til 16/3 1996. Det ble gjort av Dima i midten av januar. Hans resultat ble $\sim 11''$.



Figur 6.26: Figuren viser lyskurver fra stjerne der den passerer gjennom sentrum av blenderen og ut igjen. Det øverste diagrammet viser der dette er gjort med 1 mm blender og nederste diagram viser dette gjort med 2 mm blender. Tallene er beskrevet i teksten.

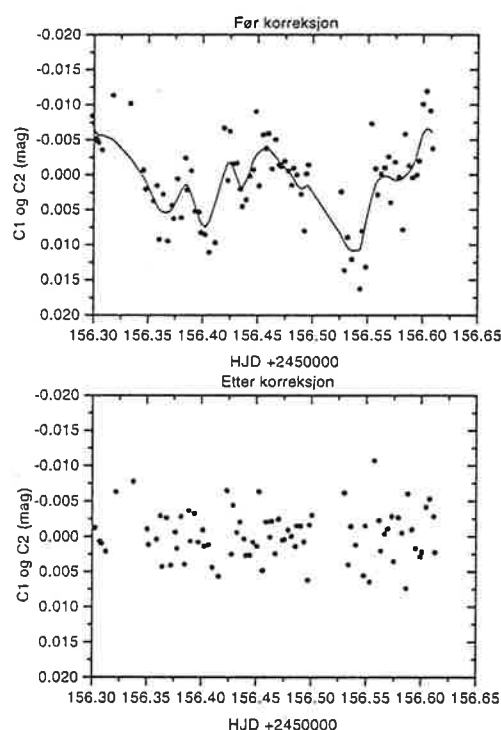


Figur 6.27: Figuren illustrerer hvor lang tid det tar før alt lyset fra stjerna forsvinner ut av/kommer inn i blønderen. Nederste diagram viser stjerna på tur inn i blønderen og øverste diagram viser stjerna på tur ut av blønderen. "start" og "slutt" på figuren kan også sees på figur 6.26 som 8 og 11.

6.5 Resultater fra δ -Scuti kampanjen i Skibotn

Her skal vi ta for oss resultatene fra Skibotn som ble oppnådd i forbindelse med kampanjen. Vi vil også vise hvordan standardavviket til C1 og C2 er i tillegg til å vise hvor stor variasjon C1-C2 inneholder for hver natt.

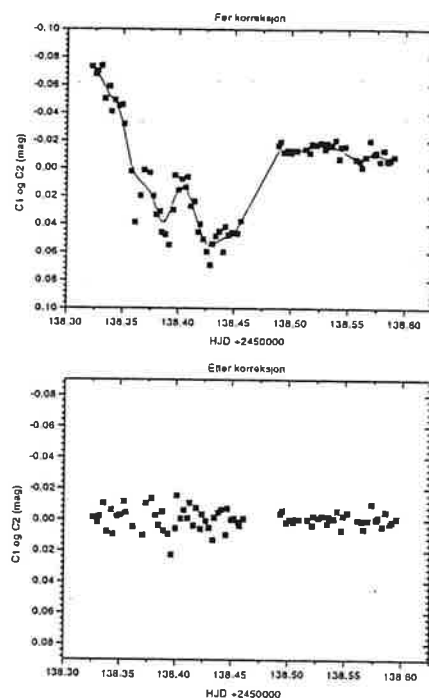
Et typisk eksempel på hvordan transmisjonsvariasjoner kan korrigeres for ser vi av figur 6.28. Linjen som er trukket gjennom punktene er den beste tilpasningskurven til punktene. Etter at denne kurven er trukket i fra målingene, er det kun tilfeldig spredning igjen av C1 og C2. Standardavviket etter fratrekkingen er 0.0035 mag (tabell 6.3).



Figur 6.28: Målinger av C1 og C2 med samme nullpunkt fra 13-14/3 1996. Øverste panel viser situasjonen før korrigering av transmisjonsvariasjon og nederste panel etter korrigering.

Et eksempel på hvordan en kan korrigere for skyer med differensiell måleteknikk vises i figur 6.29. Det er tydelig at et tynt cirrus-slør beveger seg fremfor stjernene. Etter korreksjonen er standardavviket av C1 og C2 med samme nullpunkt 0.0062 mag.

Dess hurtigere en klarer å komme gjennom en observasjonsyklus, dess større mulighet er det å korrigere for eventuelle transmisjonsvariasjoner. Den raskeste sy-



Figur 6.29: Vi ser her et eksempel på hvordan det er mulig å korrigere for tynn cirrus som driver over feltet vi observerer.

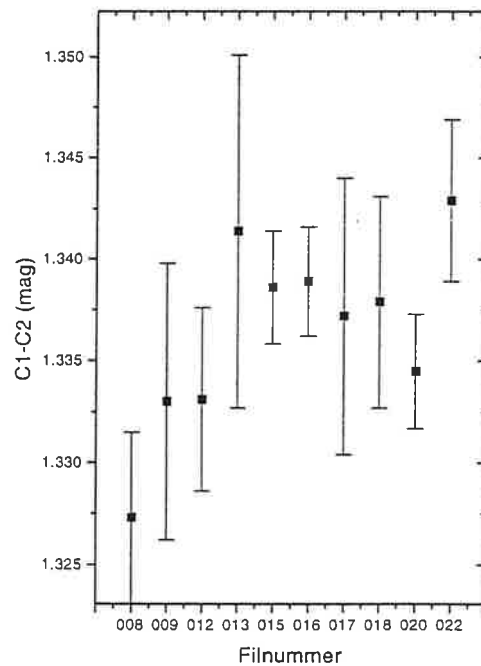
klusen som ble oppnådd i Skibotn ble gjort på 15 min. En vil være i stand til å måle V 2 ganger i løpet av denne tiden. Det vil si ca. 4 målinger av V i løpet av en halv time (noe som er absolutt minimum for å kunne detektere perioder på en halv time).

En total spredning (standardavvik) av C1-C2 i løpet av en natt bør ikke overstige 0.005 mag. Resultat bedre enn dette sees på som en akseptabel natt. Men det er også andre faktorer som spiller inn for at natten skal bli akseptert av kontrollgruppen i Wien. For eksempel drift av C1-C2 i alle nettene samlet, eller lokalt i løpet av en enkelt natt. Tabell 6.3 viser $\sigma_{(C1 \text{ og } C2)}$ og $\sigma_{(C1-C2)}$ for alle observasjonsnettene i Skibotn. Figur 6.30 viser middelerverdien til C1-C2 med σ_{C1-C2} som feilflagg. En relativt stor variasjon vises her. Variasjonen av C1-C2 for alle nettene bør ikke være større enn ± 0.003 mag i forhold til gjennomsnittet av C1-C2 for de beste nettene.

DSN-observasjonene som ble foretatt 9-10/3 og 16-17/3 1996 kunne brukes av hovedkvarteret i Wien, og ble dermed med i en publikasjon av δ -Scuti kampanjen våren 1996. Den beste natten fra Skibotn (tabell 6.3) viste σ_{C1-C2} helt ned i 0.0028 (dette var til og med en natt med normal nordlysaktivitet). Grunnen til at 10-11/3 ikke ble akseptert kan være at færre punkter er observert denne natten.

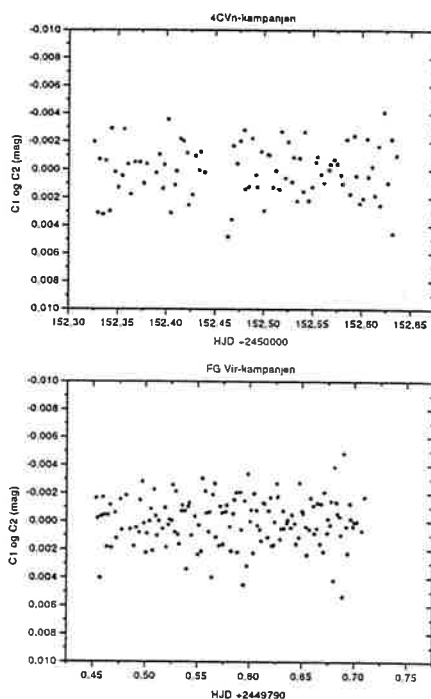
Obs. natt	$\sigma_{(C1 \text{ og } C2)}$	$\sigma_{(C1-C2)}$	n
8-9/2	0.0032	0.0042	53
9-10/2	0.0045	0.0068	35
23-24/2	0.0032	0.0045	98
24-25/2	0.0062	0.0087	76
9-10/3	0.0019	0.0028	90
10-11/3	0.0034	0.0027	82
12-13/3	0.0045	0.0067	52
13-14/3	0.0035	0.0052	80
15-16/3	0.0024	0.0028	55
16-17/3	0.0027	0.0040	91

Tabell 6.3: Tabellen viser hvordan standardavviket varierer fra natt til natt. $\sigma_{(C1 \text{ og } C2)}$ er standardavviket av begge sammenligningstjernene med samme nullpunkt som for eksempel figur 6.31, $\sigma_{(C1-C2)}$ er standardavviket av differansen mellom stjernene etter hver observasjonsyklus (C1-V-C2) og n er antall observasjoner av C1 og C2 til sammen.



Figur 6.30: Figuren viser hvordan gjennomsnittet av (C1-C2) varierer for hver natt. $\sigma_{(C1-C2)}$ fra tabell 6.3 er plottet som feilflagg. Hvilke datoer som tilhører hvilke filnummer vises i Tillegg-kapittel A, side 118. Unntaket er filnummer 020 som står for både “tommy020” og “tommy021”.

For å sammenligne presisjonen i de beste målingene gjort i Skibotn med målinger gjort ved observatorier med bedre forutsetninger, tar vi en natt til 13/3 1995 (gjort av Rafael Garrido, Granada i Spania), som er en del av FG Vir-kampanjen dette året. Dette vises i figur 6.31, der øverste panel viser målingene av C1 og C2 (9-10/3) med samme nullpunkt fra Skibotn, og nederste panel viser sammenligningstjernene fra Granada. Det er ikke så veldig stor forskjell på spredningen her. FG Vir natten har $\sigma_{(C1-C2)} = 0.0025$ mag og $\sigma_{(C1 \text{ og } C2)} = 0.0017$ mag.



Figur 6.31: Panelene viser stjernene C1 og C2 plottet med samme nullpunkt. Øverste panel viser spredningen av stjernene i løpet av den beste natten fra Skibotn i perioden 8/2 til 16/3. Nederste panel viser en god observasjonsnatt fra FG Vir kampanjen 1995.

6.5.1 Fourier transform og detekterte frekvenser

Lyskurven av HD108100 som ble observert ved Skibotn Observatorium vises i figur 6.34 der nullpunktet er et gjennomsnitt av alle nettene til sammen. Lyskurvene av 4CVn presenteres i figur 6.33. En Diskret Fourier Transform er blitt gjort av denne kurven. Før transformen ble gjennomsnittsverdien av lyskurven for hver natt trukket fra. Foreløpige detekterte frekvenser av 4CVn er

8.59, 7.37, 6.98, 6.19, 5.85, 5.53 og 5.05 c/d (perioder pr. dag på norsk) Disse frekvensene er funnet uavhengig av hverandre og bekreftet i forskjellige måleserier i løpet av 114 timer med fotometrisk data i løpet av 1966 til 1984. [Breger, 1990]. Amplitudene viser seg også å variere med tiden, se tabell 1, side 310 i Breger [1990].

Måleserien vår strekker seg over ca. 37 dager. D.v.s. $T \approx 40$ dager som gir en oppløsning $\frac{1}{T} = 0.025$ c/d som vi sampler med frekvens step $\frac{1}{5T} = 0.005$ c/d. Av frekvens spektret som presenteres i figur 6.35 har vi den høyeste topp med frekvens 7.59 c/d og amplitude ~ 0.014 mag. Denne frekvensen antar vi er reell på grunn av de tilsynelatende symetriske sidebåndene. Ved minste kvadraters metode bestemmer vi parametrene til denne frekvensen til

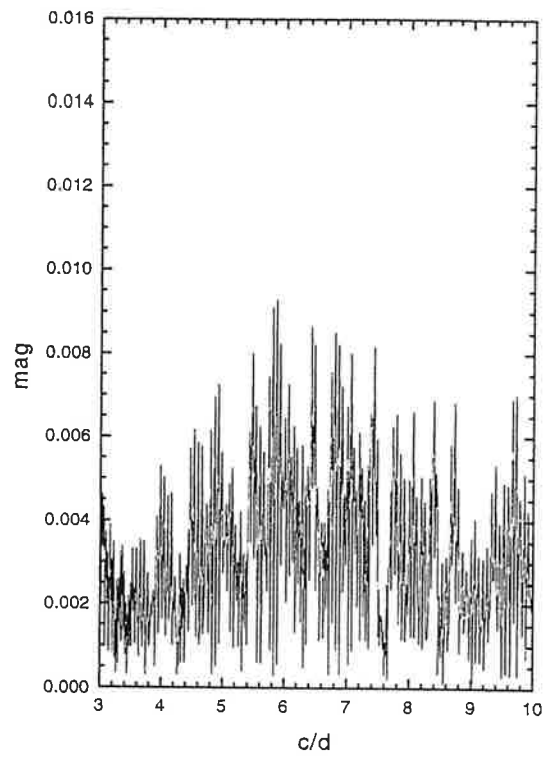
$f_1 = 7.59$ c/d, $p_1 = 11383.1 \pm 1.4$ s = 3.162 timer, Amplitide $A_1 = 16.1 \pm 1.1$ mmag og $T_0 = 2588791 \pm 141$ s = 29.96286 dager.

Dette gir funksjonen

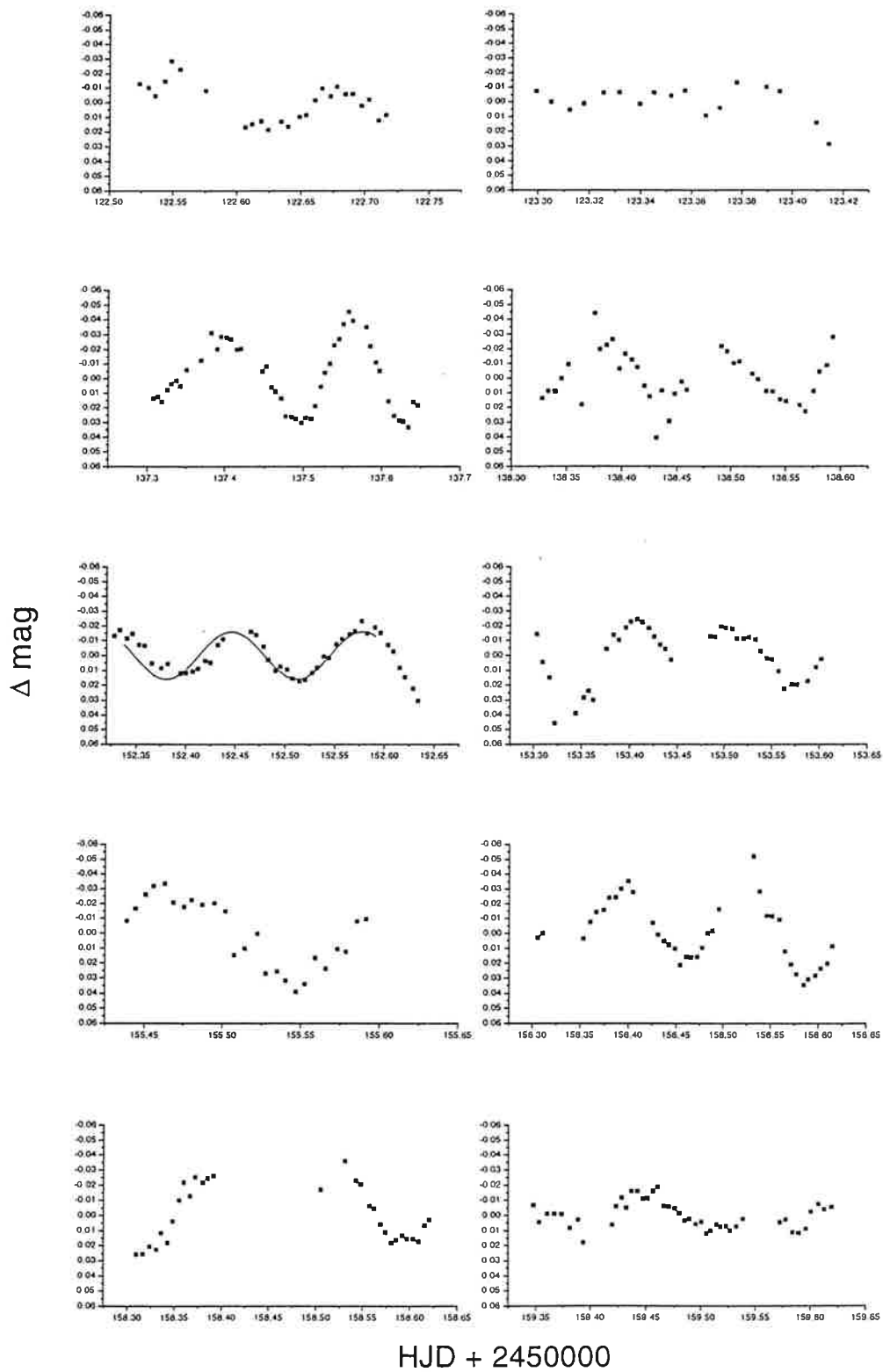
$$\Delta m = 0.016 \cos(2\pi \cdot 7.59 \cdot t + 29.96286)$$

der t er i dager. Denne funksjonen er forsøkt plottet over måledata av 4CVn i figur 6.33. Det er denne natten hvor denne frekvensen dominerer.

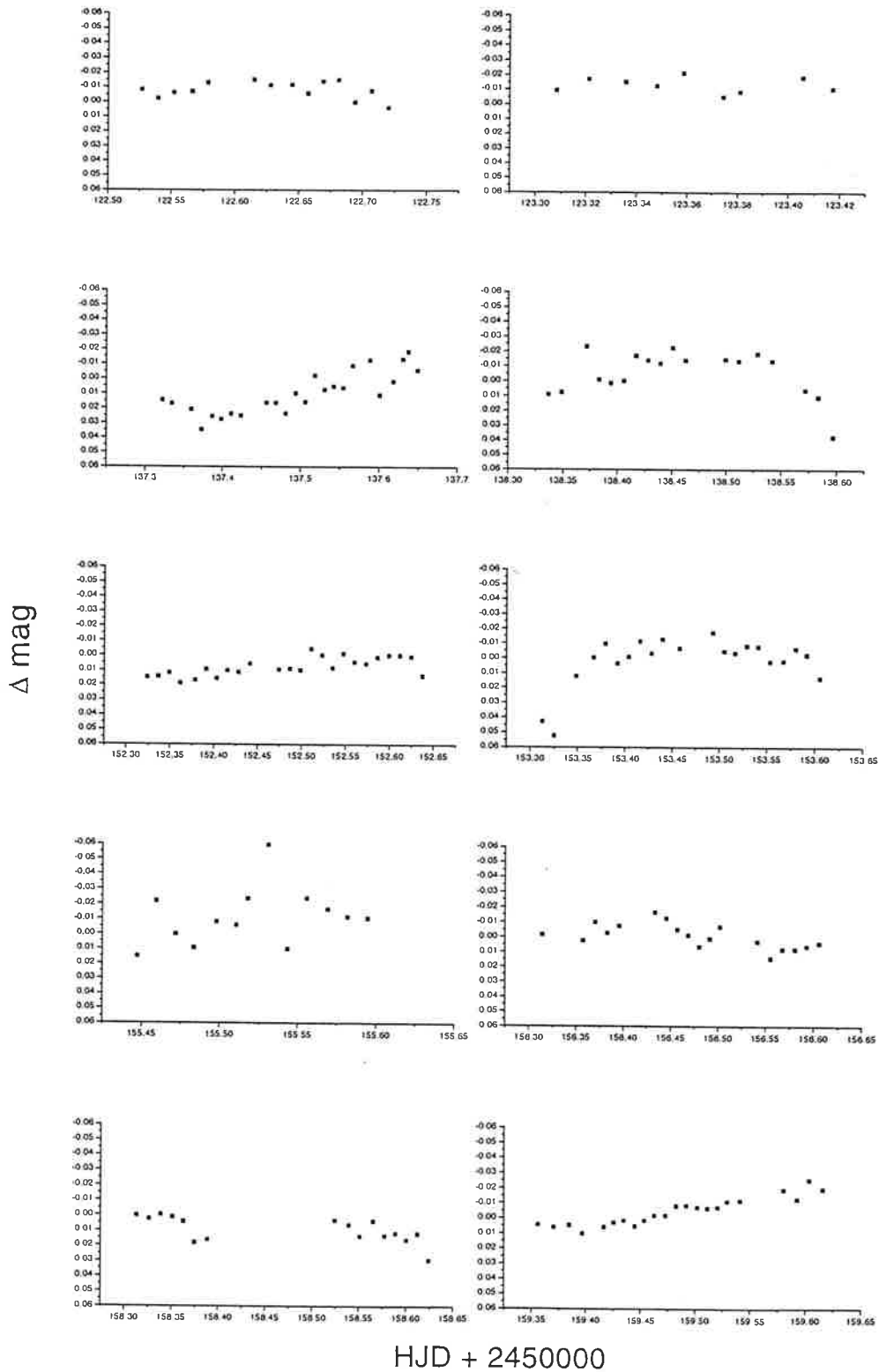
Vi finner vindusfunksjonen som vises i nederste panel i figur 6.35. For å lete etter nye frekvenser i spektrumet gjør vi en ny transform der vi trekker i fra den detekterte frekvensen (f_1). Det nye spekteret viser ingen tydelige topper som stikker 4 ganger over støyen (se figur 6.32). Men en kan likevel se antydninger til reelle frekvenser i støyen.



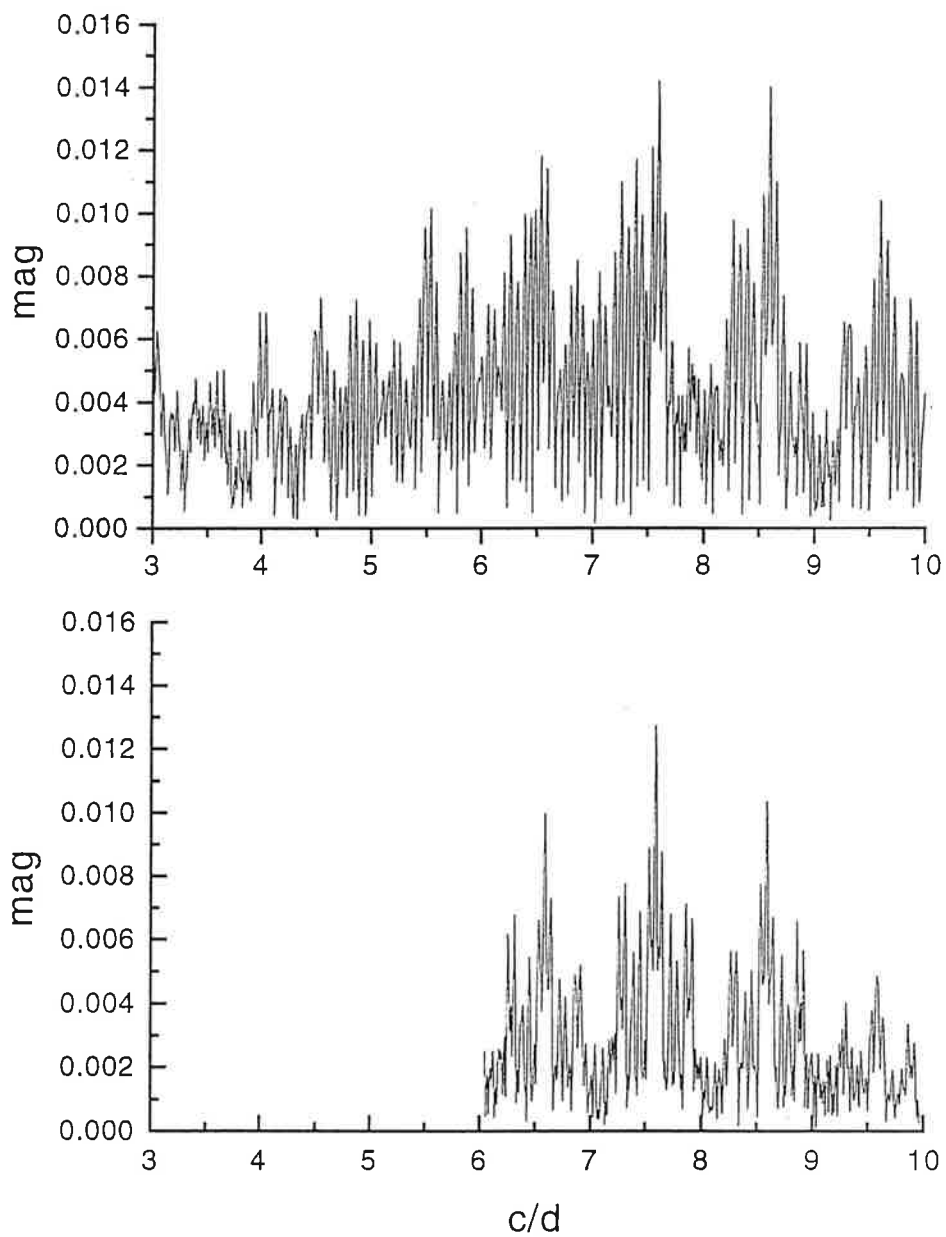
Figur 6.32: Figuren viser frekvensspektret til 4CVn etter f_1 er trukket fra.



Figur 6.33: Figuren viser lyskurven til V (4CVn) for alle nettene i Skibotn i perioden 9/2 til 16/3 1996. Det er samme skala på alle magnitudeaksene. Se tillegg A (side 118) for hvilke netter HJD tilsvarer.



Figur 6.34: Figuren viser lyskurven til G (HD108100) for alle nettene i Skibotn i perioden 9/2 til 16/3 1996. Det er samme skala på alle magnituedeaksene. Se tillegg A (side 118) for hvilke netter HJD tilsvarer.



Figur 6.35: Øverste panel viser et Fourier spekter av lyskurven observert for $4CV_n$, der nederste panel er vindus-funksjonen til en enkelt cosinusvariasjon i lyskurven

6.6 UBV målinger og 2. ordens ekstinksjon

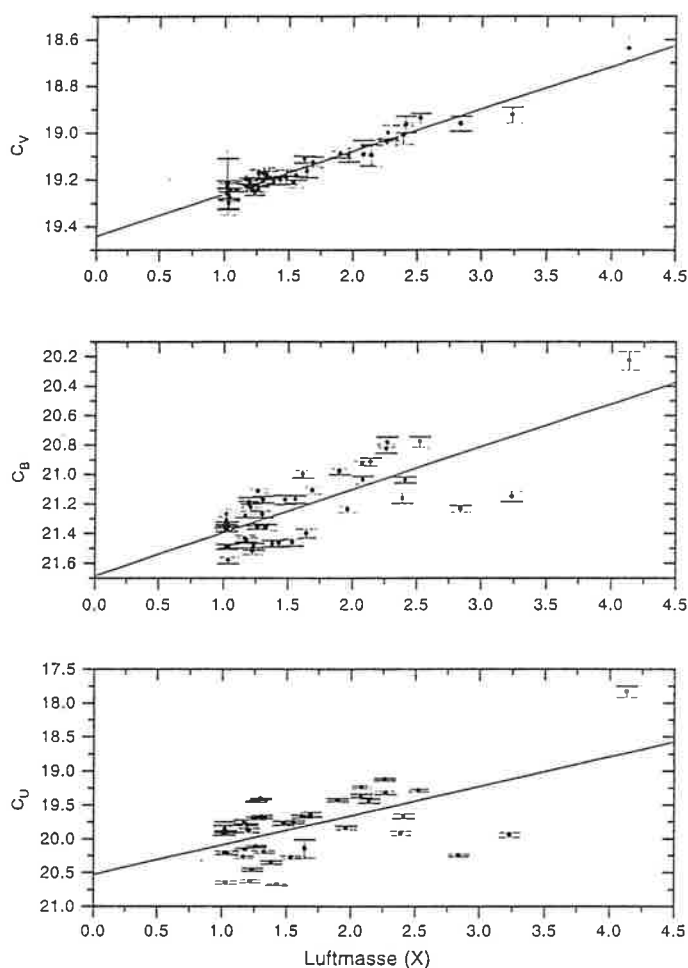
Her skal vi se på resultatene fra UBV observasjonene natten 11-12/3 1996. Forløpet med disse målingene var å finne ekstinksjonskoeffisienter i U, B og V båndene. Det ble også prøvd å bestemme 2. ordens leddet i ligningene 2.5 og 2.6 (side 11). For å finne 2. ordensleddet bruker Guinan (et. al) par av stjerner som ligger så nært hverandre at luftmasseforskjellen kan neglisjeres, der den ene er rød og den andre er blå. Formelen han bruker er

$$k'' = \frac{k_1 - k_2}{|(B - V)_1 - (B - V)_2|}$$

der $k_\lambda = k'_\lambda + k''_\lambda(B - V)$ (hvor λ er U, B eller V). Generelt er k''_V veldig liten ~ -0.02 mag og $k''_B \sim -0.05$. Som vi også har sett av våre resultater, skriver Guinan at det er mer komplisert å finne k''_U på grunn av tilstedeværelsen av Balmer diskontinuiteten i dette båndet. UBV systemet er feilaktig basert på at $k''_U = k''_B$. Typiske verdier for observatorier som ligger 300 m over havet er

$$k_V \sim 0.22, k_B \sim 0.38 \text{ og } k_U \sim 0.65$$

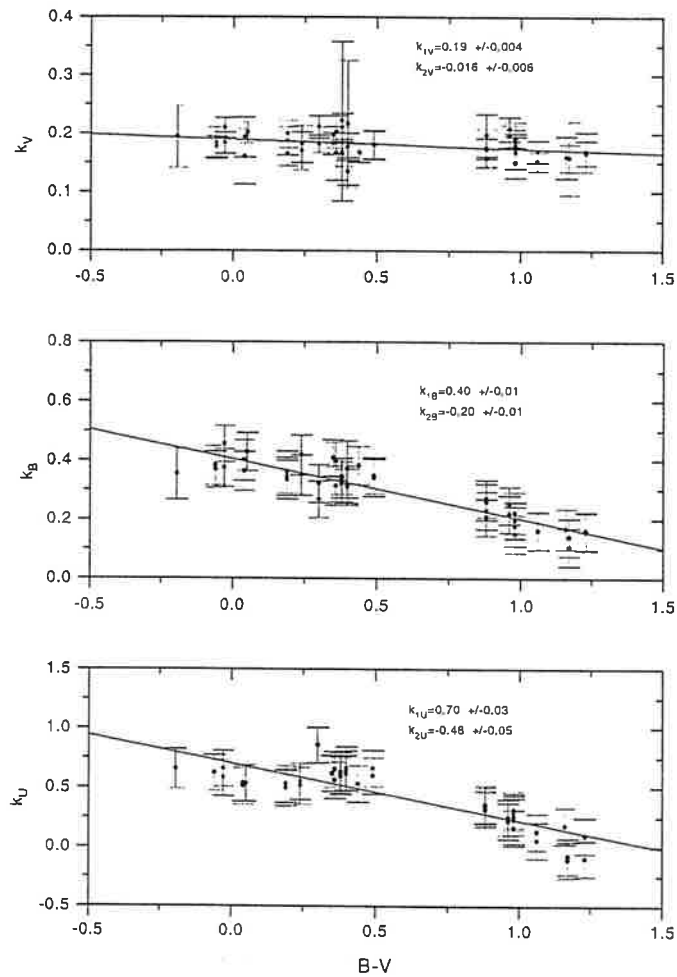
Årsaken til at vi ikke gjorde flere målinger av denne typen, var at klarværsdagene skulle prioriteres til δ -Scuti kampanjen som vi deltok i. Informasjon om stjernene som ble brukt finnes i tabell C.1, side 130.



Figur 6.36: Figuren viser 46 UBV målinger. Hensikten med denne figuren er å finne instrumentkonstanten som vises der den beste lineære tilpasningen skjærer magnitude akse. Feilflaggene viser 1σ (standardavvik).

Det første vi gjorde var å finne instrumentkonstanten C_λ for alle 3 filterene. Dette ble gjort ved å benytte ligning 2.4 (side 11) med verdier for de forskjellige stjerner i U, B og V filteret (figur 6.36). En stor spredning i måleverdiene i forhold til feilflaggene kan sees. Dette gjelder særlig for B og U filteret. Resultatene er gitt i tabell 6.4 (side 110). Det at k_{1U} og k_{1B} er større enn k_U og k_B [Guinan, et. al], mens k_V er større enn k_{1V} kan komme av at Skibotn observatorium ligger lavere enn 300 m over havet (noe som gir høy ekstinksjon i korte bølgelengder) samtidig som det var en klar observasjonsnatt med lite partikler i lufta (noe som kan gi lav absorpsjon i V-filter). Verdiene for k_{1U} og k_{1B} ligger likevel innenfor

$2 \times \sigma$ i forhold til Guinans verdier.

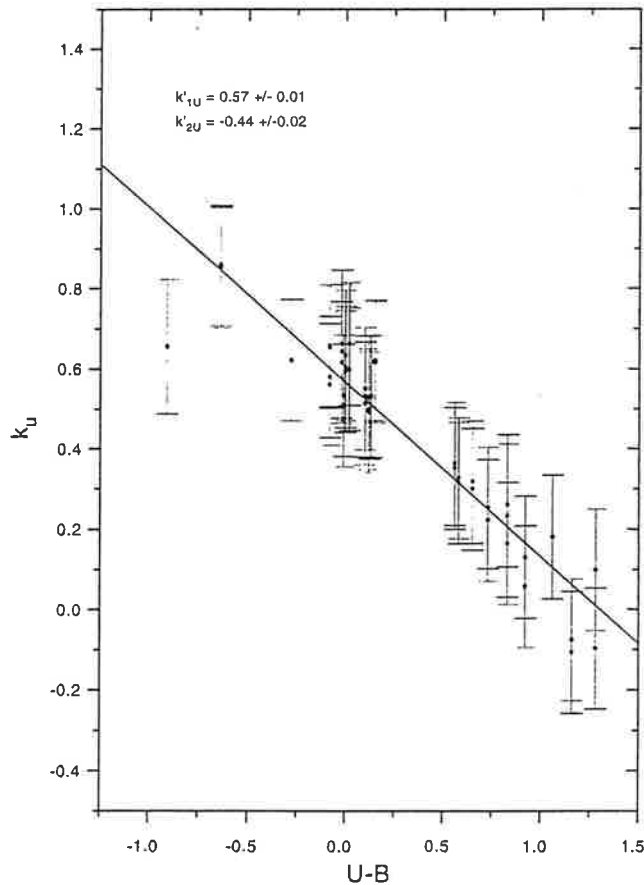


Figur 6.37: Figuren viser et plott som gir ekstinksjons koeffisienten til både 1. og 2. ordensleddet for alle tre filterene. Tabellverdien for $B-V$ er langs horisontalaksen.

Konst.	Verdi	σ
C_V	19.44	0.01
C_B	21.69	0.06
C_U	20.53	0.15

Tabell 6.4: Instrumentkonstanter for V, B og U filter.

Instrumentkonstantene brukes så sammen med ligning 2.4 og 2.5 til å bestemme 1. og 2. ordens ekstinksjonskoeffisienter. Ligningen gjøres om slik at $k_{1\lambda}$ plottes mot tabellverdien for $(B-V)$. Vi finner dermed både $k_{1\lambda}$ og $k_{2\lambda}$ av figur 6.37. Resultatene vises i tabell 6.5.



Figur 6.38: Her er ekstinksjonskoeffisienten k_U “plottet” mot $U-B$ og “humpen” rundt $B - V = 0$ i figur 6.37 er borte.

Vi ser her en hump i nederste diagram på figur 6.37. Denne kommer av Balmer diskontinuiteten [Lena, 1988]. Verdiene for k_{1U} og k_{2U} blir bedre hvis vi bruker ligning 2.6 i stedet for 2.5. Dette gjøres, og resultatet som vises i figur 6.38 blir $k_{1U} = 0.57 \pm 0.01$ og $k'_{2U} = -0.44 \pm 0.02$. σ forbedres betraktelig. Fargen på stjernene skal vanligvis ikke ha så stor innflytelse på ekstinksjonen som i dette

Koeffisienter	Verdi	σ
k_{1V}	0.190	0.004
k_{2V}	-0.016	0.006
k_{1B}	0.40	0.01
k_{2B}	-0.20	0.01
k_{1U}	0.70	0.03
k_{2U}	-0.48	0.05

Tabell 6.5: Ekstinksjonskoeffisienter i U, B og V filteret.

tilfellet.

Figur 6.39 viser spredningen av forskjellen mellom observert verdi $(B - V)_{obs}$ og tabellverdien $(B - V)_{tab}$ mot $(B - V)_{tab}$. En ser her at observert $B - V$ for den blåeste stjerna er dårlig og skiller seg ut fra de andre. Årsaken til dette er sannsynligvis dårlig korreksjon for nordlys i denne målingen. Fra tabell 6.4 kan vi finne hvilken magnitudo vi kan bestemme ved 1 sekund integrasjon hvis vi skal ha en nøyaktighet på 1 %, dvs. 10^4 tellinger. Disse magnitudene er $m_V = C_V - 10 = 9.44$, $m_B = 11.69$, $m_U = 10.53$

Vi vil også forsøke å bestemme koeffisient for Rayleigh spredning k_R og for Mie spredning k_M . Den totale ekstinksjonskoeffisienten fra ligning 2.5 kan skrives som

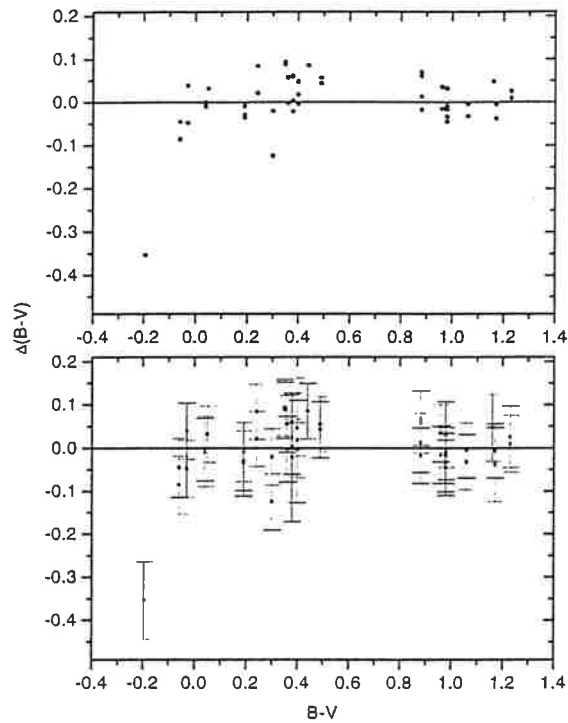
$$k_\lambda = k_R + k_M \quad (6.4)$$

der k_R er spredning forårsaket av molekyler og atomer i atmosfæren, og k_M er spredning forårsaket av forskjellige typer støvpartikler. k_M er konstant mens k_R er proporsjonal med $\frac{1}{\lambda^4}$. Det vil si

$$k_R = C \cdot \frac{1}{\lambda^4} \quad (6.5)$$

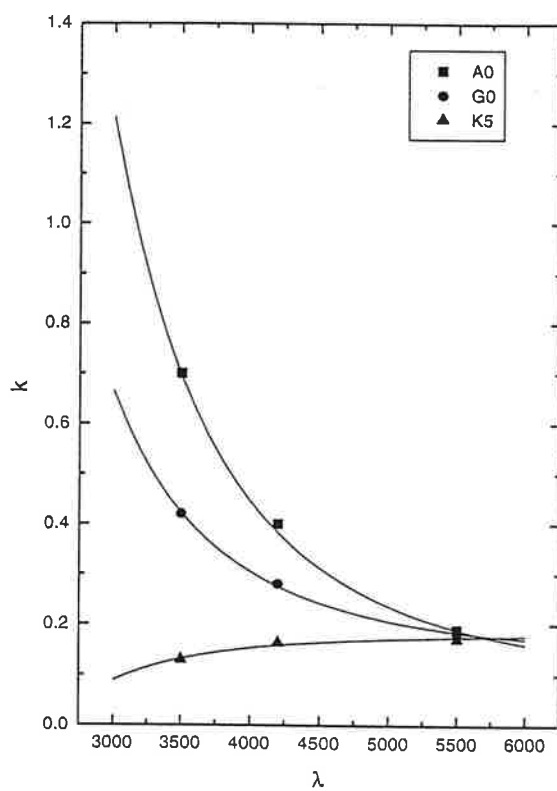
For å finne k_M og konstanten C , brukes ligning 6.4 og minste kvadraters metode. Sentralbølglengdene (kapittel 4.2.3) til U, B og V filteret brukes i ligning 6.5. Som farge indeks i ligning 2.5 brukes $B - V = 0$ (A0-stjerne), $B - V = 0.58$ (G0-stjerne) og $B - V = 1.18$ (K5-stjerne). Resultatet vises i figur 6.40. konstantene ble

- for en A0 stjerne: $C = 9.11 \cdot 10^{13} \pm 3 \cdot 10^{12}$, $k_M = 0.09 \pm 0.01$
- for en G0 stjerne: $C = 4.27 \cdot 10^{13} \pm 2 \cdot 10^{12}$, $k_M = 0.138 \pm 0.007$
- for en K5 stjerne: $C = -7.6 \cdot 10^{12} \pm 2 \cdot 10^{12}$, $k_M = 0.183 \pm 0.008$



Figur 6.39: Figuren viser $\Delta(B-V)$ mot $B-V$. Med og uten feilflagg. Med $\Delta(B-V)$ menes differansen mellom observert fargeindeks og fargeindeks fra tabell.

Årsaken til det store utslaget i 2. ordensleddet er sannsynligvis rødlekasje i systemet. Det vil si at U og B filteret slipper inn lys i bølgelengdeområder som de skal absorbere. Dette gjør at fargen på stjernen får mye å si for ekstinksjoen i de forskjellige filterene.



Figur 6.40: Figuren viser enorm forskjell for stjerner med forskjellig spektralklasse (A0, G0 og K5) der ekstinksjonskoeffisientene er plottet mot bølgelengde.

Kapittel 7

KONKLUSJONER og FORSLAG TIL VIDERE ARBEID

Den store variabiliteten som korreksjonen for bakgrunnsmålingene viste i kapittel 6.6 skyldes nok at kanalene er plassert for langt unna hverandre, og vil derfor måle forskjellige lysintensiteter når nordlyset opptrer med markert struktur. Vi fikk også oppleve at det er vanskelig å korrigere for sterke nordlysutbrudd, særlig med 2 mm blender i kanal 1. Jevne buer som ikke beveger seg med stor hastighet er det mulig å få en akseptabel korreksjon for. På bakgrunn av feil i b_1 , b_2 og fotonstøy fra bakgrunn og stjerne, kom vi fram til en sammenheng (med bedre enn 1% nøyaktighet) mellom V-magnitude til stjerne som kan observeres og bakgrunnstillinger for ett sekund integrasjonstid og telleraten i kanal 3.

Det er mest sannsynlig en forskjell i følsomheten til fotokatodene som er årsak til at vi har faktorene b_1 og b_2 mellom tellingene fra kanalene. Det er det samme optiske system i begge kanaler, så det taler for denne teorien. Det hadde vært en fordel å ha en regulerbar blender også i kanal 3 for dermed å unngå den store differansen mellom kanalene. Presisjonen ville ha blitt bedre med 2 mm blender i begge kanalene. Dette er blitt gjort etter observasjonssesongen 1996, og kan testes ut i fremtiden.

Det mest ugunstige filteret en kan observere med under nordlysaktivitet er V-filteret som vi har brukt i våre målinger. Dette fordi sterkt nordlys dominerer i dette området. For å bestemme hvilke filter som skulle ha vært bukt eller brukes neste gang gir Myrabø (side 71) 8 områder med totoalbredde mer enn 100 Å hvor emisjonene er betydelig mindre enn i andre områder. Det viser seg at Crawford (u, b, v, y, H β) fotometriske system med b og H β filtrene egner seg best. b-filteret har sentralbølgelengde rundt 4700 Å med båndbredde rundt 300 Å. Det finnes bare relativt svake emmisjoner i dette båndet. Det samme gjelder for H β som har sentralbølgelengde rundt 4850 Å med båndbredde under 200 Å. Det verste stedet å måle er ved den grønne linje som ligger på 5577 Å. Her er både V-filteret (som vi har brukt) og y-filteret dårlig, fordi disse fanger opp den største nordlysemisjonen. V-filteret er sannsynligvis verst på grunn av båndbredden. En burde satse på å korrigere for nordlysvariasjoner med b-filteret i fremtiden.

Vi har sett at det er mulig å gjøre differensiell fotometri av δ -Scuti stjerner med rimelig god presisjon. Den høyeste presisjonen som ble oppnådd i C1-C2 var 28 mma. Sammenligningen av den beste natten fra Skibotn med en god natt fra FG Vir kampanjen viser at muligheten er til stede for å oppnå gode resultater. En bekreftelse på dette fikk vi da to av observasjonsnettene kunne brukes i kampanjen, og blir dermed publisert i løpet av de nærmeste ukene. Altså 2 av 10 netter ble gode nok. Med litt mer klarvær ville nok tallet på gode netter ha steget, fordi de nettene som ikke ble godkjent som gode nok var ikke langt bak i presisjon av (C1-C2). Årsaken til den relativt store variasjonen av C1-C2 er ikke kjent. En feilaktig middelvei på grunn av få punkter pr. natt kan være en årsak. Vi klarte kun å detektere en periode av frekvensspektrumet. cosinus-funksjonen fra denne frekvensen ble også forsøkt plottet over en av måleseriene. Det beste

ville ha vært å få den komplette funksjonen bestemt fra hele materialet analysert i Wien. På grunn av sen publikasjon av resultatene får vi ikke tatt den med i denne oppgaven. Men det er tydelig av formen på lyskurven til 4CVn at der er flere frekvenser til stede.

Skibotn burde absolutt brukes mer i DSN kampanjer. Stjernene som observeres er så sterke at signal til støy forholdet gjør det mulig selv med ikke fullgod korreksjon av nordlyset å oppnå rimelig god presisjon. Den svakeste stjerna HD108100 må sees på som et unntak, på grunn av den relativt store spredningen av punktene til lyskurven. En burde absolutt ha hatt kjennskap til de bestemte frekvenser for denne stjerna for å undersøke om de passer. Dette vil bli forsøkt gjort når publikasjonen er klar.

Myrabø klarte å korrigere nordlysvariasjoner med sin chopping teknikk helt ned til 0.5% og bedre i forhold til bakgrunnsintensiteten. Dette er et bedre resultat enn hva vi klarte for korreksjonen. Hovedårsaken til hans gode resultat er at blenderåpningene ligger svært nærme hverandre. Det fører til at nordlys med forholdsvis markert struktur lettere kan korrigeres for. Nå hadde Myrabø en usikkerhet på 0.01 mag ved papiravlesningen. Et choppingfotometer med dagens teknologi ville gitt en bedre presisjon enn hva Myrabø oppnådde. Dette er meget spennende og burde absolutt prøves ut i fremtiden.

Rødlekkasje i filter/fotokatode systemet som fører til den relativt store avhengigheten av fargen til stjernene ved bestemmelse av ekstinksjonskoeffisientene er et mysterium. Det burde gjøres flere ekstinksjonsmålinger for å verifisere den påståtte rødlekkasjen. Den mest sannsynlige årsaken er at fotomultiplikatoren er følsom for bølgelengder over 6000 Å.

Den nye versjonen av pannekakefotometeret som konstrueres i Vilnius har kanal 1 og 3 liggende helt inntil hverandre, slik at avstanden er minimal. Dette fotometeret kunne vært prøvd i Skibotn for å undersøke om nærmere liggende kanaler fører til bedre korreksjon av nordlysvariasjoner.

Det er også et spennende prosjekt i gang med konstruksjon av et CCD kamera for fotometri av variable stjerner. En slik måleteknikk ville muligens kunne korrigere meget godt for bakgrunnsvariasjoner forårsaket av nordlyset i Skibotn. Ved differensiell fotometri sparer man tid på måling av bakgrunnen i forhold til ved bruk av enkanals klassisk fotometer. Følsomheten til en CCD-brikke er større enn fotokatoden i fotomultiplikatorene som vi bruker. Det fører til at en også sparer tid med hensyn til integrering. En vil dermed kunne bevege seg hurtigere mellom stjernene og oppnå bedre tidsoppløsning ved differensiell fotometri.

Tillegg A

LOG DATA

9/2-1996 (under filen 'tommy008')

Fin himmel med lite nordlys, særlig mot slutten av natten. Bakgrunnsmålingene øker for hver gang teleskopet peker mot C2. (ligger lavest av alle stjerner). Månen ligger lavt i horisonten (omtrent samme timevinkel som stjernene som observeres) og spredt lys som avtar med avstanden kan sees. Tellingene i kanal 3 ser ut til å variere med høyden over horisonten. Det vil si at det observeres mest tellinger i kanal 3 når stjerne G observeres, og minst når C1 observeres.

Diffus himmelbakgrunn på begynnelsen av natten. Ingen skyer observert. Seeing varierer mellom 6" og 16". Temperaturen ligger på ca. -16 °C. Svak vind. 1 mm blender i kanal 1 i løpet av hele natten.

Strømmen har ikke fått stått på i en lengre periode før denne observasjonsnatten. Start: 0:11:36 UT, GST=9^h 13^m 30.99^s, JD=245 · 0122 · 5

Måling/integrasjon nr.:

0-581 Observasjonen går bra, det blir målt bakgrunn mellom hver stjerne.

589-788 Pause i observasjonen

788-1834 Slutt

9/2-1996 (under filen 'tommy009')

Begynnelsen av natten er brukbar m.h.t nordlys. De verste utbruddene (nordlysbånd med strålestruktur) er den siste timen av observasjonen. Strømbrudd rundt midnatt. Også kraftig vind sammen med svært varierende spenning førte til at observasjon stoppet like før strømbrudd. Ingen skyer. Temperatur ca. -15 °C. Vindstille til og begynne med. Liten kuling mot slutten. Temp. på slutten: -10 °C. Seeing mellom 15" og 20". 1 mm blender i kanal 1 i løpet av hele natten.

Start: 18:56:09 UT

Integrasjon nr.:

0-750 Relativt rolig himmelbakgrunn

764-787 Relativt kraftig nordlysutbrudd som varer i ca. 4 min.

922-930 Mindre kortvarig utbrudd.

973-977 En tabbe observasjon. Skulle være V i stedet for G.

1095→ Må forkastes på grunn av forhold som nevnt tidligere.

23-24/2-1996 (under filen 'tommy012')

Høyspenning har stått på hele tiden. Nordlysforstyrrelser gjennom hele natten. En god del flakkende nordlys med mye bevegelse. Mot slutten også svakt pulserende nordlys. Ingen skyer observert. Seeing varierer mellom 10" og 20". Temperaturen ligger stabilt rundt -10 °C. Vindstille gjennom hele natten. Gjennomsnittlig tid for syklusen C1-V-C2-C1-V-C2-G ligger mellom 16 og 17 min. denne natten.

Start: 19:01:29 UT, GST=10^h 08^m 47.7^m, JD=245 · 0136 · 5

Integrasjon nr.:

1564-1573 Måling av nordlys/bakgrunn i begge kanaler.

1780-1800 Nordlysutbrudd med stor bevegelse i strukturen.

2346-2405 Bakgrunnsmåling i begge kanaler, relativt høy og jevn intensitet.

2633-2669 Bakgrunn i begge kanaler, voldsom aktivitet med gul-hvit farge, generelt mye aktivitet nå.

2713-2728 bakgr. i begge kanaler, en bue beveger seg over feltet.

3048 Slutt.

24-25/2-1996 (under filen 'tommy013')

Månen har halo (liten ca. 3× radius). Mulig årsak til fryktelig dårlig seeing. Sørlig kuling m/storm i kastene ved bakken. Seeing varierer fryktelig mellom 20" og 50". Noen få nordlys utbrudd i løpet av natten. Temperaturen ligger stabilt på rundt -9 °C. Noen ganger under sentrering legger vi merke til at vinden rister i teleskopet.

Start: 18:29:14 UT, GST=10^h 12^m 39.3^s, JD=245 · 0137 · 5

Integrasjon nr.:

224-423 Dårlig seeing, med 1 mm blender i kanal 1, skifter til 2 mm.

2400 Et nordlysutbrudd i en kort periode.

2424-2468 Måling av bakgrunn i begge kanaler m/stråleformet nordlys.

2580→ Pulserende nordlys uten voldsomme lysvariasjoner.

2827-3323 Måling av bakgrunn i begge kanaler, slutt

9-10/3-1996 (under filen 'tommy015')

Temperaturen har sunket fra +4 °C om dagen til -4 om natten. Det har vært 1/8 med cumulus og 4/8 med sirrus om formiddagen og ettermiddagen. Kunne ikke observere skyer klokka 1800 lokal tid. Høydevind fra SW i 5000 fot er 18-20 knop. Høyspenning har stått på helt siden forrige observasjon. Svært varierende seeing første halvdel av natten: 10" til 25". Jevn bakgrunn med noen utbrudd (Se figur B.3, side 126). Andre halvdel har seeing 5" til 15" (2 mm blender).

Fortsatt utbrudd av og til. Mye utsmøring av bildet, agitasjon og scintillasjon (bildet oppfører seg som et bål som er utsatt for vind i fra forskjellige retninger) gjennom hele natten. Syklus-hastigheten er nede i 16 min i tilfeller uten avbrudd av bakgrunnsmålinger.

Start: 18:29:21 UT, GST=11^h 07^m 51^s, JD=245 · 0151 · 5

Integrasjon nr.:

750-960 Relativt svake utbrudd av forskjellig karakter (diffus bue, markert stråleform, mye og lite bevegelse).

1440-1632 Pause, observasjon av bakgrunn i begge kanaler.

1632 Skifter til 2 mm blender i kanal 1.

1690-1730 Pulserende nordlys.

2500-3000 Relativt konstant bakgrunn (~1800 tellinger i kanal 3).

3134 Slutt.

10-11/3-1996 (under filen 'tommy016')

Himmelen har vært skyfri hele dagen. Høydevinden er 20 knop på formiddagen og øker på til ca. 30 knop utpå natten. Starter med 2 mm blender første halvdel av natten, og fortsetter med 1 mm. Mye av de samme bildeforholdene som natten før, som gir høy seeing på rundt 30". Relativt hyppige utbrudd av intenst nordlys. Generelt veldig høy og urolig bakgrunn gjennom hele natten. Seeing varierer mellom 10" og 20" siste halvdel. T=-1 °C.

Start: 18:59:23 UT, GST=11^h 11^m 47.5^s, JD=245 · 0152 · 5

Integrasjon nr.:

140-260 En kombinasjon mellom skarpe buer uten struktur og stråleformet nordlys.

262-339 Måling av bakgrunn i begge kanaler. Høy-intenst nordlys med veldig stor bevegelse i strukturen.

420-425 Nordlys med rødlig farge.

1320-1350 Voldsomt utbrudd med grønn, gul og rød-lilla farge. Høyeste bakgrunnsmåling i kanal 3 ble rundt 60000 Hz.

1436-1598 Pause, 2 mm blender i kanal 1, og bakgrunn i begge kanaler.

1619 Skifter til 1 mm blender i kanal 1.

2050-2300 Relativt jevn og lav bakgrunn (kn. 3 ~2000 Hz).

2584-2742 Bakgrunn i begge kanaler, kraftig nordlysutbrudd over feltet, slutt.

12-13/3-1996 (under filen 'tommy017')

Urolig nordlysnatt. Forbedring mot slutten av natten. Jevn temperatur på rund -2 °C. Så kraftig vind at den rører ved teleskopet i kastene. Det blir en kort natt på grunn av løs snø fyker inn i kuppelen. Dårlig bildekvalitet, svært varierende seeing fra 10" til 40". Ingen skyer observert. Nordlys utbrudd med hurtig bevegelse. Så mye vind at man vet aldri når stjerna ristes ut av blanderen. 2 mm blender i kanal 1 gjennom hele natten.

Start: 21:37:19 UT, GST=11^h 19^m 41^s, JD=245 · 0154 · 5

Integrasjon nr.:

334-339 V avviker veldig (må forkastes).

712-734 Bakgrunn i begge kanaler med høy intensitet (veldig variabel).

950-1100 Veldig kraftig utbrudd, grønn og hvit farge, mye bevegelse.

1100→ Pulserende nordlys.

1400-1700 Relativt lav bakgunnsintensitet (~2000 Hz) med pulseringer, slutt.

13-14/3-1996 (under filen 'tommy018')

Hele formiddagen og ettermiddagen har der ligget 1/8 cirrus i vest. Ser ut til at det er borte ved mørkets framtrede. Men det er tydelig av obesrvasjon av C1 på begynnelsen av natten at der er skyer på himmelen. Tellingene varierer fra 160000 Hz til 80000 Hz Temperaturen holder seg konstant på rundt -4 °C. Seeing varierer fra 10" til 25" (av og til opp i 40"). Varierer mye mellom 1 mm og 2 mm blender. Det er ingen måne så det er umulig å bedømme visuelt om det er skyer eller ikke.

Start: 18:41:19 UT, GST=11^h 23^m 37.2^s, JD=245 · 0155 · 5

Integrasjon nr.:

171 Er nødt til å skifte til 2 mm blender, på grunn av veldig dårlig bildekvalitet.

299-464 Observerer C1, der variasjonen i tellingene tilsier at det er skyer.

501-504 Skyer

528-548 Helt tydelig cirrus.

562 Skifter til 1 mm blender.

500-2000 Relativt jevn bakgunn (varierer mellom 1000 og 2500 Hz).

1213 Går tilbake til 2 mm blender (fortsatt kraftige vindkast).

1900-2124 Pause, bakgrunn i begge kanaler, mye nordlysaktivitet, kort periode med rødlig farge.

2136 1 mm blender fra her.

2369 2 mm blender fra her.

2913 1 mm blender fra her.

3023-3090 Måling av bakgrunn i begge kanaler, slutt.

15-16/3-1996 (under filen 'tommy020')

Denne natten ble delt inn i to filer. Startet en ny fil ("tommy021") etter pausen (på grunn av skyer). Like før det blir mørkt viser en visuell observasjon at det strekker seg et skyedekke 1/8 fra øst til sør. T=-5 °C. Vinden har minsket til SE frisk bris. Høydevinden i 5000 fot er 15 knop fra sør, og avtar. Meget god seeing på 5" til 15". Relativt lite bevegelse i bildet (agitasjon). Svært lav og stabil bakgrunn. Observerer skyer under måling av sjerne. Lave tellinger som varierer mye.

Start: 19:07:21 UT, GST=11^h 31^m 30.3^s, JD=245 · 0157 · 5

Integrasjon nr.:

0-500 Bakgrunnen går jevnt ned fra 2000 Hz til 500 Hz, og holder seg stabil.

Absolutt ingen nordlysaktivitet å se.

667-688 Skyer, meget god bildekvalitet (6-7").

846-858 Skyer.

882-918 Skyer.

1167 Slutt p.g.a. skyer.

15-16/3-1996 (under filen 'tommy021')

Ser ikke ut til å være skyer denne delen av natten. Seeing øker på mot slutten av natten, så må gå over til 2 mm blender (20" til 25"). T=-5 °C.

Integrasjon nr.:

130 Bakgrunn helt nede i 300 Hz.

221-251 Gjør en skytest som ser bra ut.

660 Dårligere bildekvalitet (seeing er 20-25").

720 Må gå over til 2 mm blender i kanal 1 (dagslys begynner å trenge seg på).

1115 Slutt.

16-17/3-1996 (under filen 'tommy022')

Sent på ettermiddagen ligger der et tynt cirrusløv over store deler av himmelen (6/8). Vindstille på bakken, med høydevind 5-10 knop fra SE i 5000 fot. T=-4 °C og synker jevnt ned til -11 ° på slutten av natten. Ser ingen stjerner i øst, så kan derfor anta at der ligger skyer. Det observeres ikke skyer i løpet av natten. Nordlys inntreffer først helt på slutten av natten, da også skumringslys gjør seg gjeldende. God seeing hele natten (~ 10").

Start: 19:28:19 UT, GST=11^h 35^m 26.9^s, JD=245 · 0158 · 5

Integrasjon nr.:

0-205 Har ved en feiltagelse observert med U-filter, bytter til V-filter, 1 mm blender, bakgrunn stabil på ~300 Hz, lite agitasjon.

1400 Seeing er 7-10".

1737 Nede i 200 Hz i kanal 3.

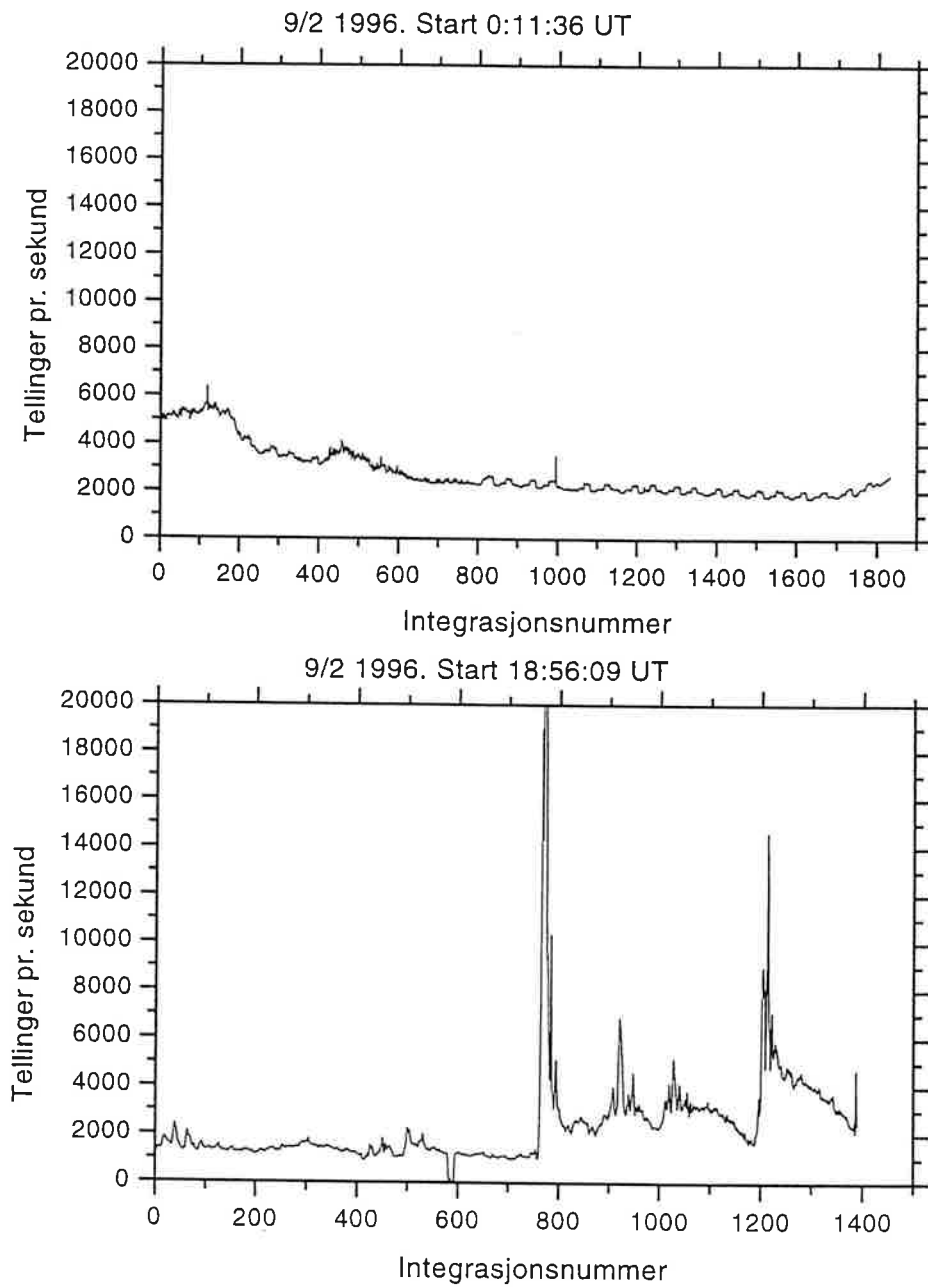
1960-2178 Pause med observasjon av V.

2650 Slutt.

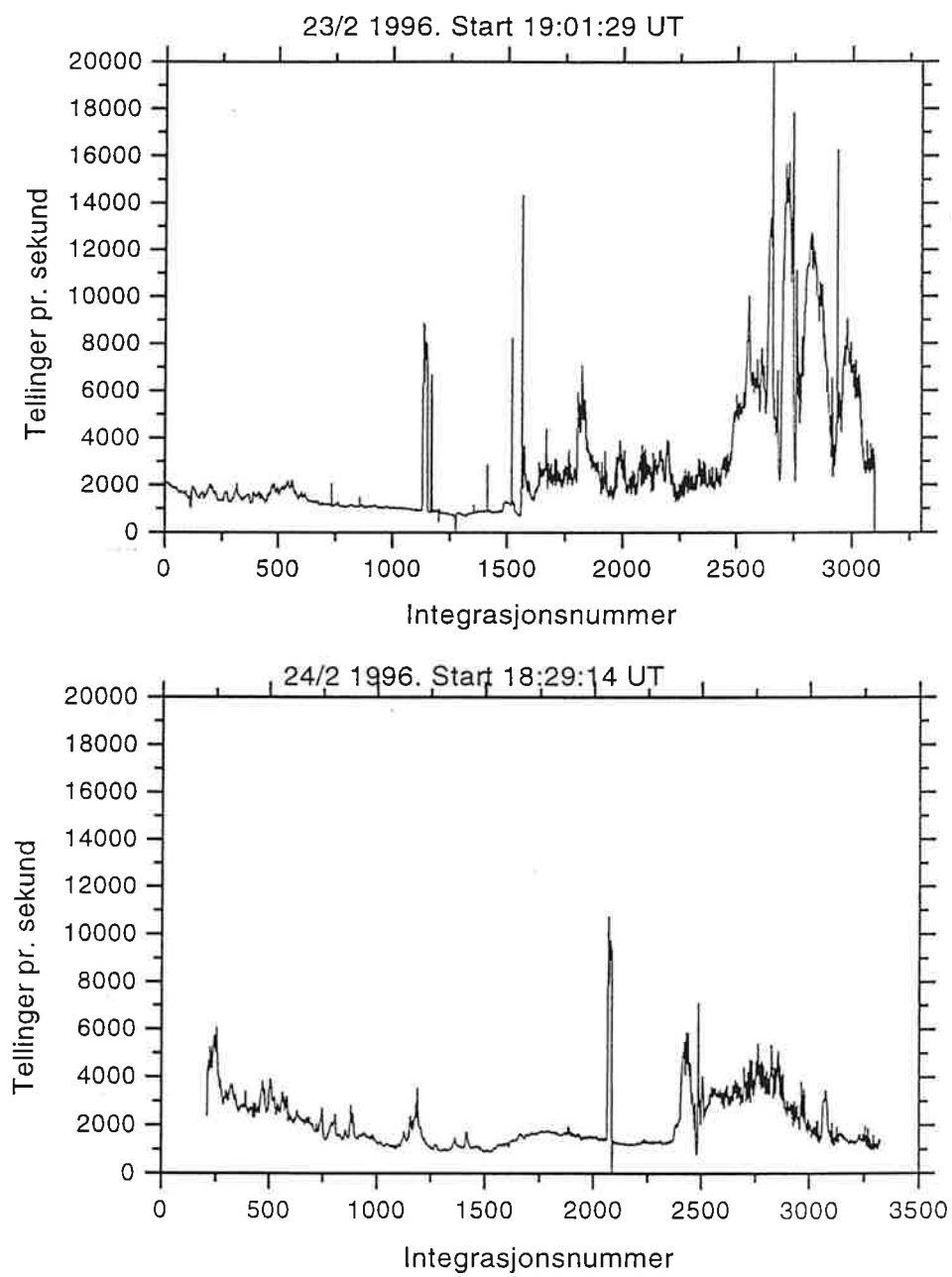
Tillegg B

KONTINUELIG BAKGRUNNSOBSERVASJON

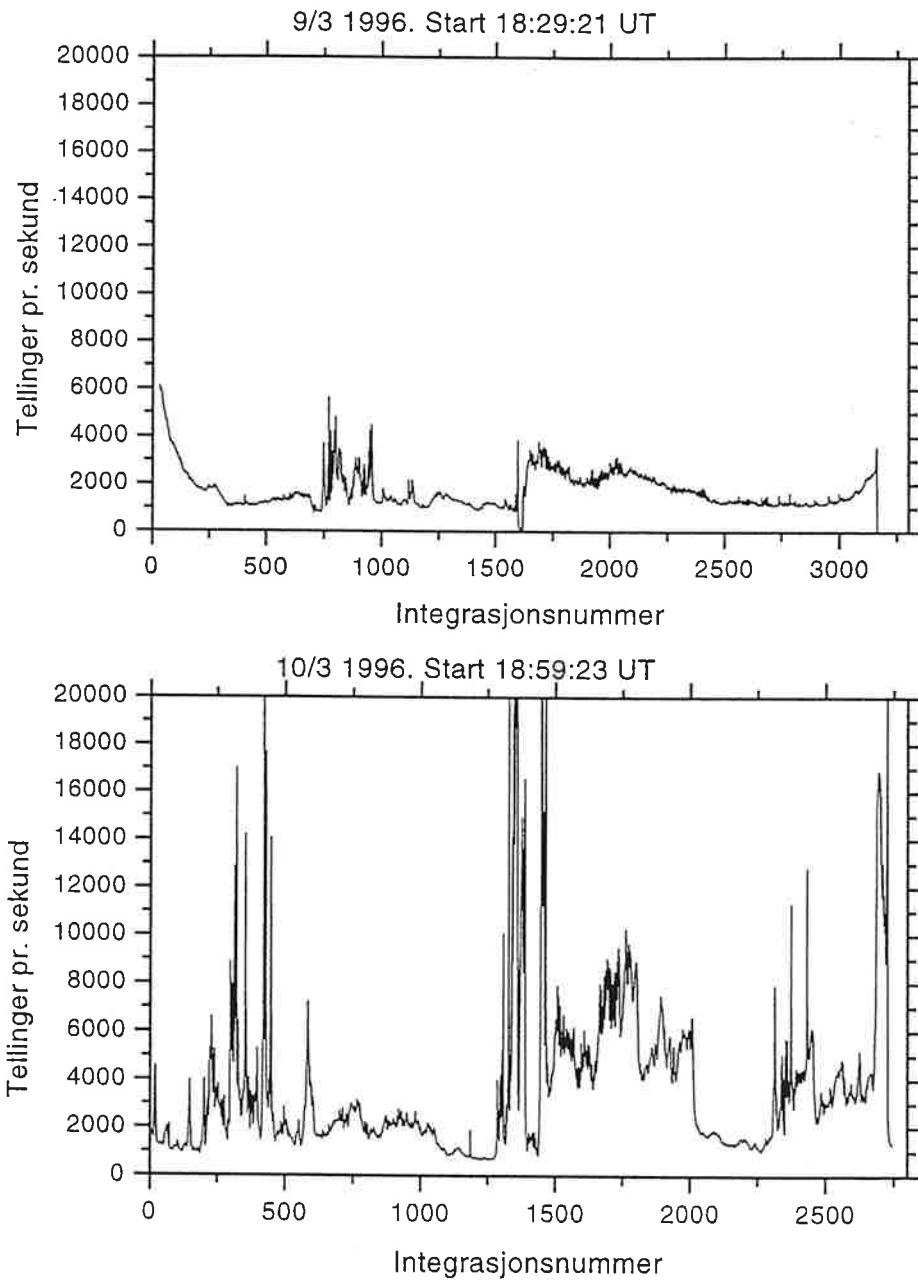
Her er grafiske fremstillinger av bakgunnen som ble observert kontinuelig i løpet av alle observasjons nettene fra 9/2 til 16/3 1996.



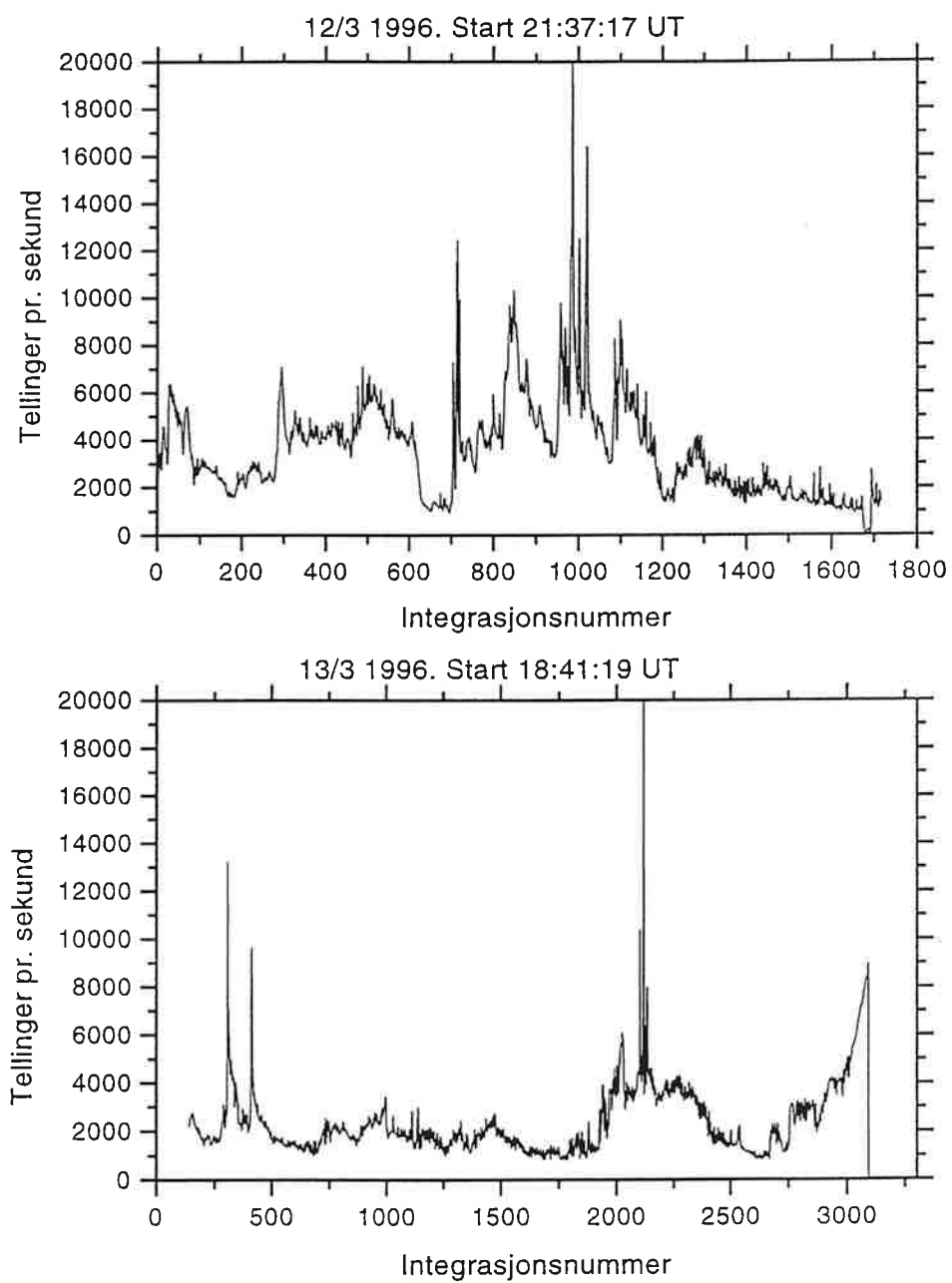
Figur B.1:



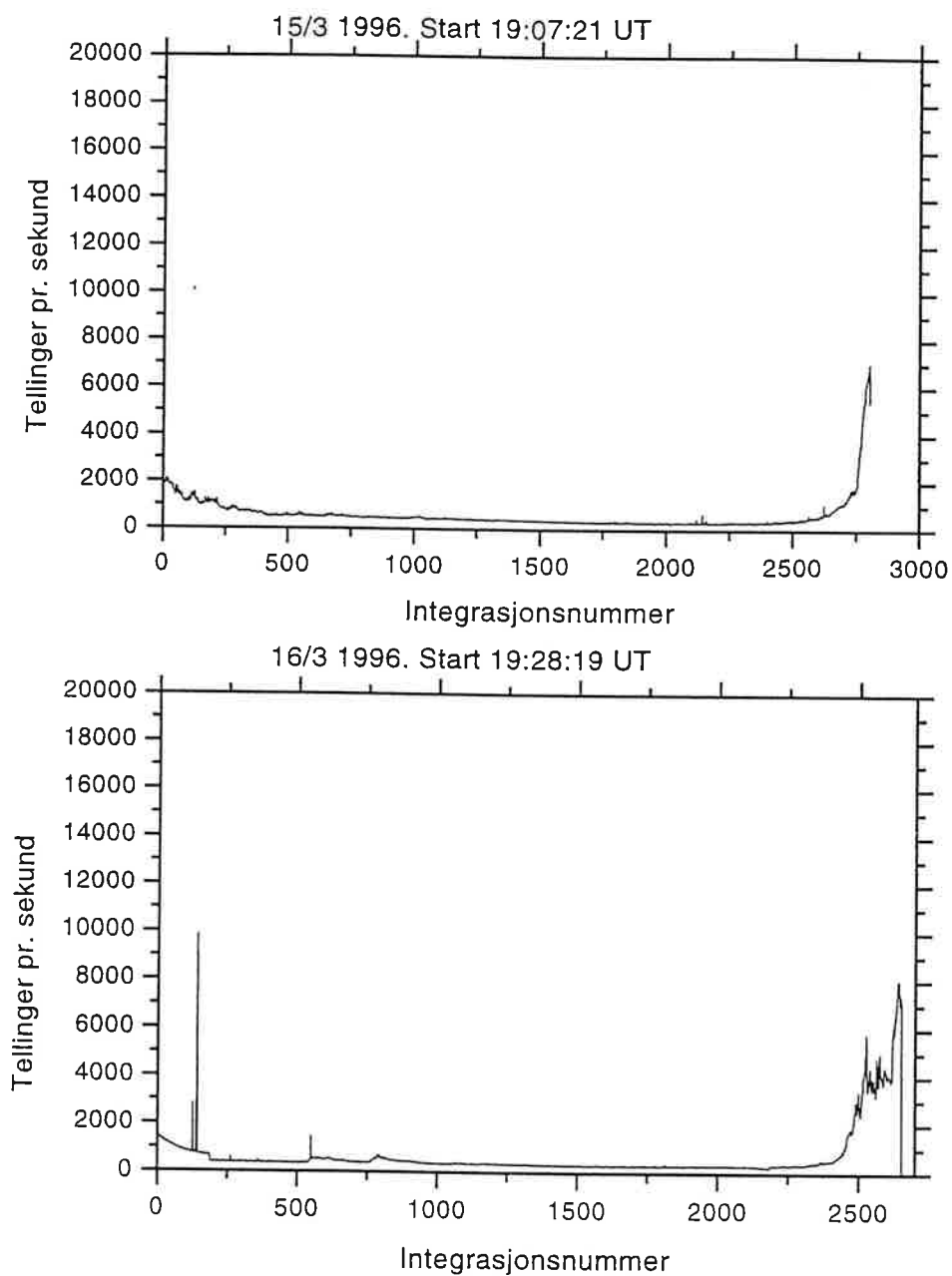
Figur B.2:



Figur B.3:



Figur B.4:



Figur B.5:

Tillegg C

UBV STANDARDSTJERNER

Vi har inkludert en tabell over stjernene som ble brukt under målingen av ekstinksjonskoeffisientene i kapittel 6.6. Stjernene er sortert etter R.A.

- Høydalsvik S., 1980, Fotometriobservasjoner av stjerneokkultasjoner ved måneranda, Hovedfagsoppgave i fysikk, Universitetet i Tromsø
- Jenkins F.A., Harvey E.W., 1957, Fundamentals of optics, Third edition, McGRAW-HILL Book Company, INC.
- Knutsen, K.J., 1991, Formler og data i fysikk, Tapir
- Lena P., 1988, Observational Astrophysics, Springer-Verlag Berlin Heidelberg, Tyskland
- Myrabø H.K., 1976, Stjernerfotometri i nordlyssonen, Hovedfagsoppgave i fysikk, Universitetet i Tromsø
- Nather, R.E., Winget, D.E., Clemens, J.C., 1990, The Astrophysical Journal, 361, 309-317
- Nordling C. og Østerman J., 1987, Physics Handbook, Studentlitteratur, Lund
- Smith W.J., 1965, Handbook of Military Infrared Technology, Office of Naval Research Department of the Navy Washington, D.C., 411
- Steinheil, K.A., 1837, Abh. math. phys., cl. Bayer. Akad. Wiss, 2, 3
- Strand K.Aa, 1963, Basic astronomical data, Stars and Stellar Systems, vol. III, The University of Chicago, 204-224
- Winget, D.E., Nather, R.E., Clemens, J.C., et.al, 1991, Astrophys. J., 378, 326 (W91)
- Young A. T., 1984, History of photometric precision, Proceedings of the Workshop on improvements to photometry, edited by Boruck and A. Young (NASA Conference publication), 8-14
- Young A. T., 1992, High-Precision Photometry, IAU, coll. 136, 80-91