

Spektralanalyse af stjerner

Et studieområdeprojekt i Fysik A & Astronomi C

Andrey Soroka 3.X | NEXT Sukkertoppen Gymnasium | HTX

Contents

1	Resume	4
2	Indledning	4
3	Metode	5
4	Sortlegeme stråling	5
5	Stjerners opbygning	7
5.1	Hovedsekvens stjerner's opbygning	8
6	Farvespektroskopi	9
6.1	UBVRI spektroskopi	9
7	Komponent bølgelængde analyse	10
7.1	Prismer	10
7.2	Optiske gitre	10
8	Absorption og emission linjer	11
8.1	Brint's spektralserier	12
8.1.1	Lyman serien	12
8.1.2	Balmer serien	13
8.1.3	Paschen, og videre serier	14
8.2	Andre vigtige spektrallinjer	14
8.3	Udbredning af spektrallinjer	14
8.3.1	Naturlig udbredning	14
8.3.2	Tryk & termisk udbredning	15
9	Klassifikation af stjerner	15
9.1	Harvard systemet	15
9.2	Størrelsesklasser	16
10	Hertzprung-Russell diagrammet	17
10.1	Stjerneevolution og HR forgreninger	19
11	Spektroskopisk opstilling	19
11.1	Instrument	21
11.2	Stativ og montering	25
11.3	Andre komponenter	27
12	Analyse og klassifikation af stjerner i temperaturklasser	28
12.1	Vega	28
12.2	Betelgeuse	30
12.3	Rigel	32
12.4	CE Cam	34

12.5 Deducering af spektralklasse	36
13 Analyse og klassifikation af stjerner på baggrund af størrelse	37
13.1 Vega og CE Cam	37
13.2 Vega og PSR J1911-5958A WD	38
14 Placering af analyserede stjerner på Herzprung-Russell diagrammet	39
14.1 Sammenligning med tabelværdier - temperatur	41
14.2 Sammenligning med tabelværdier - størrelse	42
15 Konklusion	42
16 Perspektivering	43

SOP - Spektroskopi af Stjerner

Andrey Soroka 3.X

October 2022

1 Resume

I opgaven bliver problemstillingen "Hvordan kan stjerners spektra analyseres, og hvilke karakteristika kan bestemmes ud fra dette? Hvordan kan disse karakteristika bruges til at placere stjerner på hertzprung-russel diagrammet?" undersøgt. Der redegøres for vigtige koncepter i starten af analysen, såsom sortlegemstråling, spektrallinjer, spektroskopiske metoder, stjerneklassifikation, og Hertzprung-Russell diagrammet. Der bliver derefter præsenteret en konstrueret spektroskopisk opstilling, som er baseret på et optisk gitter, et kameraobjektiv, og et monokromt kamera. Denne opstilling bliver brugt til at analysere spektra af 4 forskellige stjerner. Alle 4 stjerner bliver analyseret ud fra deres temperatur. 2 af stjernerne har lignende temperatur, så gennem en analyse af linjeudbredning bliver deres størrelse også analyseret. De 4 forskellige stjerner bliver derefter placeret på Hertzprung-Russell diagrammet ud fra spektralanalysens resultater. Bestemmelsen af placering på Hertzprung-Russell diagrammet ud fra analysen viser sig at være korrekt, dog med relativt store usikkerheder for forudsigelsen. Et spektra af en hvid dværg, hentet fra internettet, bliver også analyseret gennem linjeudbredning. Dog viser denne undersøgelse at give et forkert resultat i forhold til tabelværdier. Dette belyser dog hvor vigtigt det er at bruge samme optiske instrument til undersøgelse af forskellige stjerner, da optiske forskelle kan have en stor effekt på linjeudbredning. Overordnet set konkluderer opgaven dog at spektrallinjer er en god metode til at analysere stjerner's karakteristika, da denne analysemetode kan belyse en stjernes temperatur, samt størrelse, som kan indikere en position på HR diagrammet. Dog kan analysen forbedres med et referencebibliotek af kendte stjernespektra, og beregninger af sammenhæng mellem en stjernes temperatur, størrelse og luminositet kan bruges for at præcisere placering på HR diagrammet.

2 Indledning

Stjerner er et af de vigtigste astronomiske objekter. Undersøgelse af stjerner giver os en ide om hvordan universet udvikler sig med tiden, hvordan vores solsystem kommer til at se ud i fremtiden, og om der er muligheder for liv udenfor vores jord. I moderne videnskab er det primære værktøj for at analysere stjerner er spektroskopi. Spektroskopisk analyse kan give os en ide om stjernen's temperatur, størrelse, alder, og fremtid. Et vigtigt værktøj indenfor astronomi til at undersøge stjerner, stjernehobe, og galakser, er Herzprung-Russell diagrammet. En stjernes placering på HR diagrammet kan bruges til finde ud af hvordan denne stjerne har udviklet sig, og kommer til at udvikle sig over stjernes levetid. På større sigt kan HR diagrammer bruges til at analysere hele stjernehobe og galakser, og karakterisere disse. Denne opgave fokuserer dog specifikt på analyse af individuelle stjerner, med

problemformuleringen:

Hvordan kan stjerners spektra analyseres, og hvilke karakteristika kan bestemmes ud fra dette? Hvordan kan disse karakteristika bruges til at placere stjerner på herzprung-russel diagrammet?

3 Metode

Opgavens metoder kommer fra astronomi C og fysik A. En fælles metode i disse to fag er spektroskopi. Spektroskopisk analyse er brugbart til at analysere stjerner generelt, da fotoner er den primære kilde for overførsel af information fra stjerner, samtidig har stjerner en meget småt vinkelareal, hvor kun enkelte rum og jordbaserede teleskoper kan opløse de største stjerner. Analyse af kosmisk stråling, samt tyngdebølger, ville også kunne bruges, dog kræver disse to relativt avancerede instrumenter, og kan kun bruges på enkelte stjernetyper. Med det optagede spektrum af stjernen kan vi ved hjælp af fysik, med noget baggrundviden fra astronomi, bestemme stjernens karakteristika. Da der kræves viden om koncepter såsom excitation, ionisering, elektron orbitaler, og linjeudbredning. Gennem astronomi kan vi derefter karakterisere stjernen, og bestemme dens placering på hertzprung-russel diagrammet.

Der bliver i opgaven brugt et hjemmelavet spektroskop til at tage spektra af forskellige stjerner. Dette gør det muligt at tage spektra af vilkårlige stjerner, da der er mange synlige stjerner uden offentligt tilgængelige spektra. Ud over det er udstyret det samme for alle spektrale analyser, dette gør det muligt at sammenligne stjerner på en 1-1 basis, som er brugbart til fx. bestemmelse af stjernens størrelse, da udstyret har samme optiske opløsning, og forskelle i spektrallinjens bredde derfor kun er en funktion af stjerner's egne karakteristika, og til en mindre grad, atmosfæriske forhold på det givne tidspunkt (dette er en underordnet faktor med udstyrets pixel scale). Dog betyder dette at der kun kan tages spektra af stjerner der er synlige om vinteren i den nordlige halvkugle. Ud over dette kan mindre tydelige spektrallinjer være sværere at se. Så til bestemmelse af hvide dværge bliver der brugt professionelt indsamlet data.

Der er søgt litteratur på Google og Sci-Hub. Wikipedipedia er blevet brugt til at finde flere forskellige kilder indenfor et emne ved at bruge kædesøgning. Der er taget hensyn til kildens alder i astronomiske kilder, da mange teorier om stjerner har ændret sig i nyere tid. Meget information er taget fra Lars Egstrøm Kristensen's "Astronomien's fundament" online-oplæg, som han havde lavet i 2020 til Bachelor studerende på Niels Bohr instituttet, der havde tilvalgt Astronomi 1 som et valgfrit kursus. Lars Egstrøm Kristensen er en lektor indenfor astrofysik og planetforskning på Niels Bohr instituttet, hvor han har arbejdet siden 2016. Han har udover det arbejdet i Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics i 3 år. Han har også været postdoc på Universiteit Leiden Faculteit der Wiskunde en Natuurwetenschappen. Han har 54 publikationer, i tidskrifter såsom Nature, og Astronomy & Astrophysics. Hans oplæg vurderes til at være en troværdig kilde for denne opgave.

4 Sortlegeme stråling

Et sortlegeme er et idealiseret objekt i fysik, som ikke reflekterer noget lys. Den eneste stråling et sortlegeme udsender er objektets termiske stråling, som fremstår som elektromagnetiske bølger. Spektralradiansen, intensiteten af lys fra et objekt per enhed areal per bølgelængde, et sortlegeme udsender, kan beregnes ved planks lov.[6]

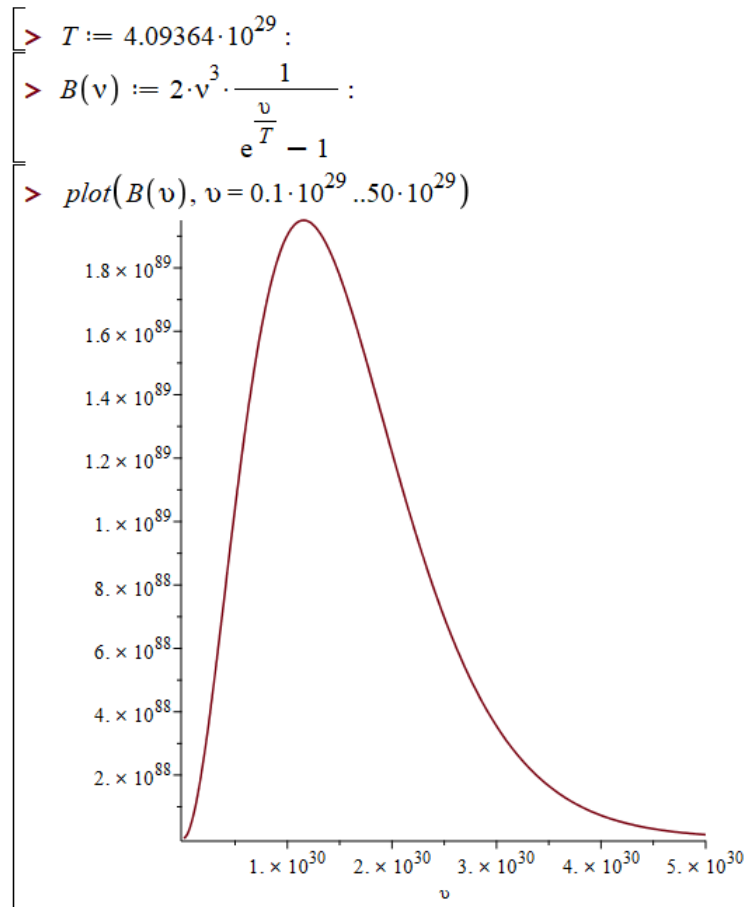
$$B(\nu, T) = \frac{2 \cdot h \cdot \nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{\exp\left(\frac{h \cdot \nu}{k_B \cdot T}\right) - 1}$$

Hvor ν er strålingens frekvens, T er temperaturen, k_B er Boltzmann konstanten, h er Planck konstanten, c er lysets hastighed i det givne medium (i astronomi, vakuum).

Ved at skrive loven i plank enheder kan ligningen simplificeres:

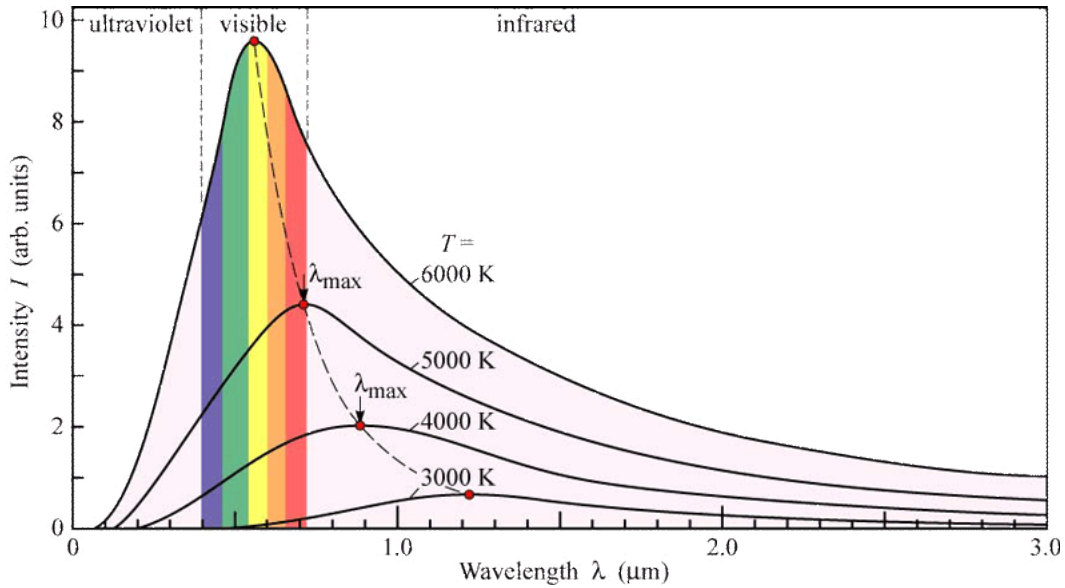
$$B(\nu, T) = 2 \cdot \nu^3 \cdot \frac{1}{e^{\frac{\nu}{T}} - 1}$$

Vi sætter T til solen's temperatur i plank enheder, og plotter ligningen med bølgeængde ν som uafhængig variabel, og spektralradians B som afhængig variabel.



Solen's temperatur i plank temperaturer er $4,09364 \cdot 10^{29} T_p$

Denne kurve kaldes en sortbølge kurve.



Sortlegeme kurver af forskellige temperaturer afbildet på en λ ,intensitet graf. Billede hentet fra <http://nasaphysics.cet.edu/blackbody-radiation.html>

Vi kan se ud fra sortlegeme kurven observere at den maksimale bølgelængde, λ_{max} , falder med stigende temperatur. λ_{max} kan beregnes gennem Wien's forskydningslov med følgende sammenhæng:[10]

$$\lambda_{max} = \frac{b}{T}$$

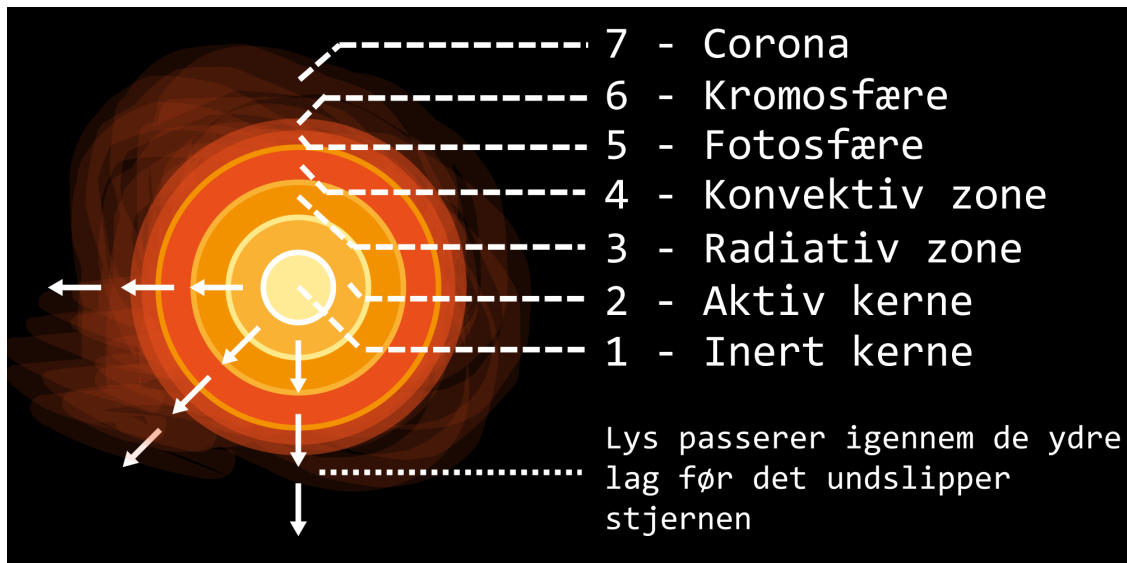
Hvor T er temperaturen, og b er Wien's forskydningskonstant. Wien's forskydningskonstant har en værdi på $2,897 \cdot 10^{-3} \text{m} \cdot \text{K}$.

Vi kan derved beregne et sortlegemes temperatur ved at kende λ_{max} . Ved at tage et spektra af et sortlegeme, subtrahere instrumentets spektralrespons, og finde λ_{max} kan vi beregne sortlegemets temperatur.

5 Stjerner opbygning

På samme måde som jorden er opbygget af forskellige lag, er stjerner også opbygget af lag. Vi kan generalisere en hoved-sekvens stjernes opbygning til 7 lag:

5.1 Hovedsekvens stjerner's opbygning



En hovedsekvens stjerne's opbygning. Illustration lavet i Adobe Illustrator 2020.

1. Inert kerne - Den inderste del af stjernen's kerne består af elementer der er alt for tunge til at stjernen kan fusere dem ved sit nuværende tryk. For G, K og M stjerner består denne kerne af helium, mens den i varmere stjerner godt kan bestå af tungere elementer.
2. Aktiv kerne - I dette lag foregår stjernen's fusion. I G, K, og M type stjerner er dette oftest proton-proton fusion, hvor 6 ^1H kerner fuserer til 1 ^4He kerne, samt 2 ^1H kerner. I O, B, A, og F stjerner dominerer CNO cyklen, hvor 4 ^1H kerner fuserer til 1 ^4He kerne, med forskellige isotoper af C og N som katalysator, og ^{15}O som intermediær reaktant.
3. Radiativ zone - I de ydre zoner er der ikke nok tryk/temperatur til at kernefusion kan finde sted. På grund af det ekstremt høje tryk der stadig findes, kan det tage lys 100.000-vis af år at forlade stjernen, her falder energien af fotonerne i stjernen gennem sammenstød. Den radiative zone er kendetegnet ved at det meste af stjernen's energi udbreder sig vha. radiativ diffusion og konduktion.
4. Konvektiv zone - Da trykket ud mod en stjernes ydre falder, falder effektiviteten af radiativ diffusion og konduktion. Her overtager konvektive strømme som den primære kraft der spreder energien fra kernen. Den konvektive zone, og følgende lag er ustabile, og ændrer sig med tiden.
5. Fotosfæren - Fotosfæren er det yderste lag af en stjerne som er synligt. Her forlader strålingen stjernen, lyset fra fotosfæren giver stjerner deres optiske karakteristika, som fx. sortlegeme kurven, som for en given stjerne er en funktion af fotosfærens temperatur.
6. Kromosfæren - Kromosfæren er et gennemsigtigt lag af plasma rundt om stjernen. Kromosfæren producerer emissionslinjer af exciterede atomer, dog er disse spektrallinjer oftest kun synlige under totale formørkelser.

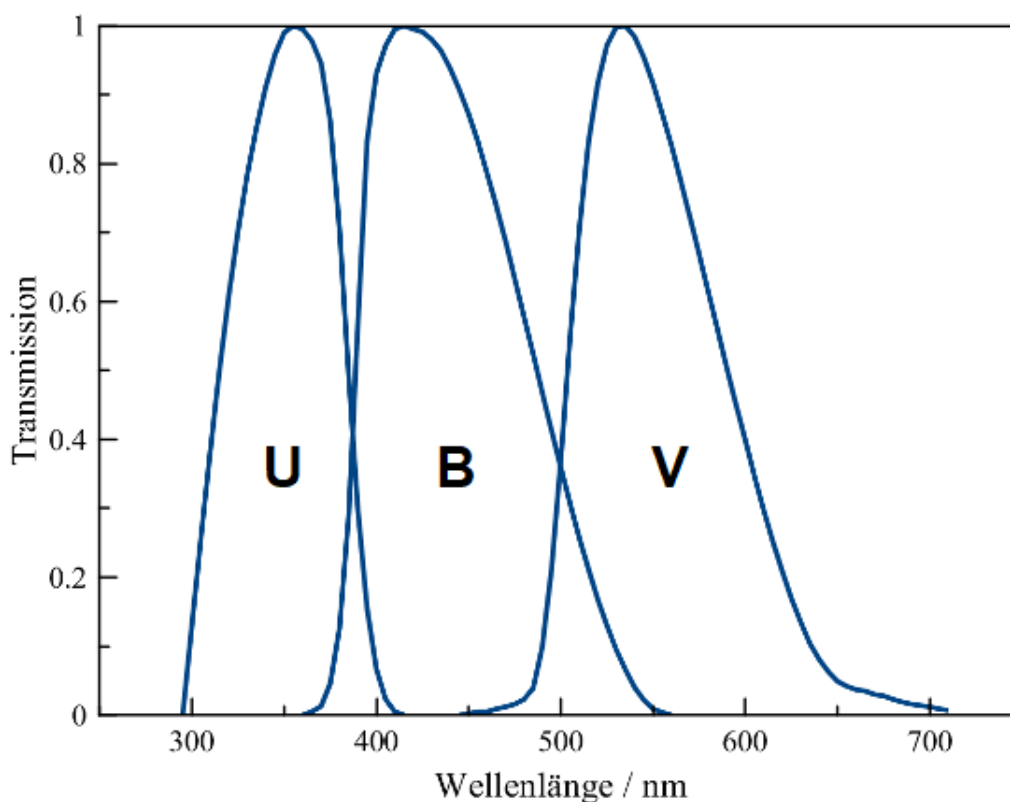
7. Corona - Coronaen består af ladet plasma udkastet fra stjernen gennem dets elektromagnetiske felt. Coronaen kan, ligesom kromosfæren, oftest kun ses under totale formørkelser.

6 Farvespektroskopi

Den simplest tænkelige form for spektroskopi af en stjerne er at observere dens farve. En stjernes farve fortæller os hvorhenne sortbølgekurven's peak er placeret, som kan bruges til at deducere stjernen's temperatur.

6.1 UBVR spektroskopi

Man kan bestemme en stjernes fotosfæriske temperatur relativt præcist ved at bruge B-V, U-B, eller R-I spektroskopi. I disse spektroskopiske metoder har man 2 bredspektraede filtre. Et der lader kortere bølgelængder passere igennem, og et der lader længere bølgelængder passere igennem. U-filtre lader ultraviolet lys passere igennem, B-filtre lader blåt lys passere igennem, V filtre lader grønt, gult og orange lys passere igennem, R lader rødt lys passere igennem, og I lader infrarødt lys passere igennem.



U, B, og V filteres båndpass.

Herfra kan en formel bruges til at bestemme en stjerne's temperatur. U-V spektroskopi bruges til varmere objekter, B-V til mellem-temperatur objekter, imens R-I bruges til koldere objekter. Dette skyldes forskelle i sortbølgekurvens intensitet over forskellige bølgelængder.

7 Komponent bølgelængde analyse

En lyskilde udstråler typisk mere end 1 bølgelængde på en gang. Farven som lyskilden antager er summen af de forskellige bølgelængder lyskilden udstråler. Dog kan lyset fra lyskilden brydes til komponent bølgelængderne. Dette kan gøres ved hjælp af prismer, og optiske gitre.

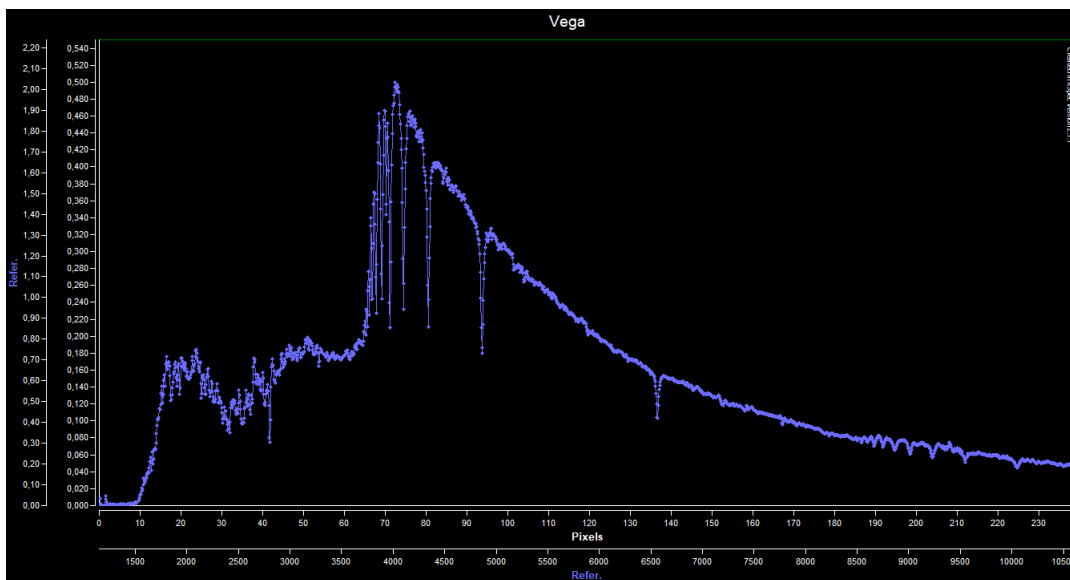
7.1 Prismer

Et prisme er et kantet objekt lavet af et transparent materiale med en refraktionsindeks der er variabel med forskellige bølgelængder. Den variable refraktionsindeks gør at forskellige bølgelængder lys brydes i forskellige vinkler. Et prisme spektroskop kan konstrueres ved at placere et prisme bag ved et objektiv eller teleskop, og placere et kamera der hvor prismet bøjer sit lys hen.

7.2 Optiske gitre

Et optisk gitter er en uigennemsigtig plade, med lodrette gennemsigtige renter. Disse renter er i stand til at bryde lys ud i dets komponent bølgelængder. Et spektroskop med et optisk gitter kan konstrueres ved at placere det optiske gitter bag ved et objektiv eller teleskop, og placere et kamera bag det optiske gitter. En anden måde at konstruere et spektroskop med et optisk gitter er at placere det foran objektivet eller teleskopet. Dog kan dette skabe problemer for teleskoper med lange brændvidder, eller for kameraer med små sensorer, da spektraet i sådanne tilfælde kan være spredt ud over et større areal end kamera sensoren. Dog er spektraets udbredelse en funktion af hvor fint det optiske gitter er i linjer per mm, så et mindre fint optisk gitter kan vælges til sådanne tilfælde.[9]

Når vi observerer en stjernes spektrum, nedbrudt med enten et prisme, eller et optisk gitter, ser vi at det følger en sortlegeme kurve, som funktion af fotosfærens temperatur. En stjerne's fotosfæriske temperatur kan derfor blive bestemt ved at kigge på den maksimale bølgelængde, λ_{max} , og bruge Wien's forskydningslov til at udregne temperaturen. Dette er dog upraktisk for meget varme eller meget kolde stjerner, da der derved skal bruges UV og IR kameraer for at finde peaket. Man kunne godt forsøge at fitte sortbølgekurven til en teoretisk beregnet sortbølgekurve, og beregne temperaturen derfra. Dette vil dog give upræcise resultater med vores nuværende kamerateknologier for meget varme eller meget kolde stjerner.



Korrigeret spektrum af Vega. Hentet fra RSpec's reference bibliotek.

Hvis vi observerer et korrigeret spektrum af fx. Vega kan vi se at spektrummet mere eller mindre følger en sortbølgekurve, dog er der flere steder i kurven hvor lysintensiteten falder og stiger.

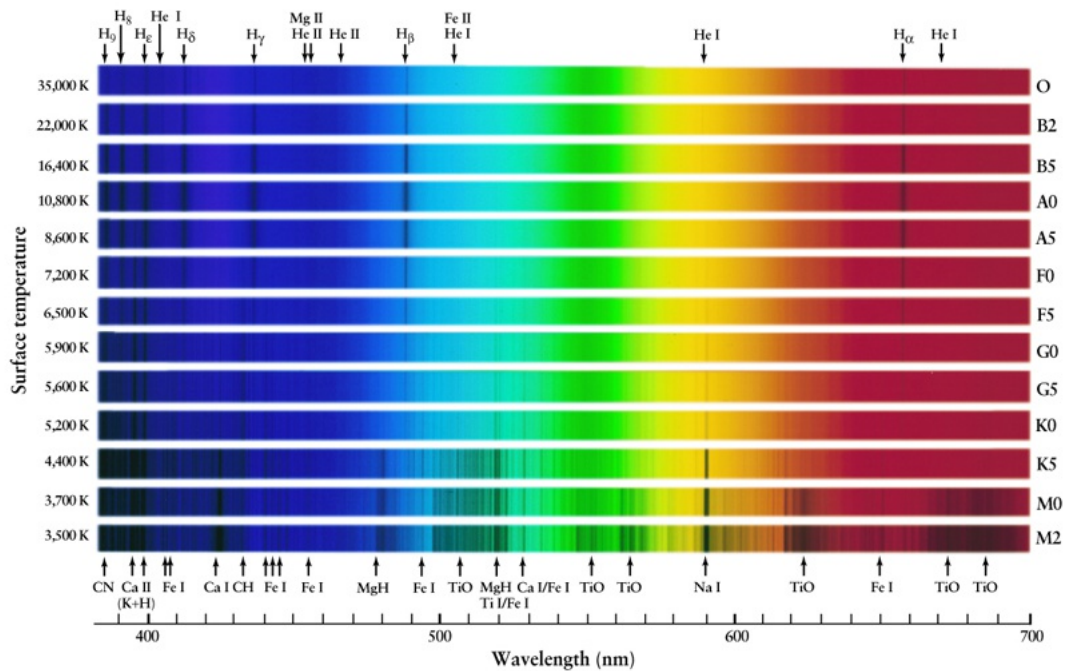
Disse fald og stigninger er absorptionslinjer. Lyset der går igennem fotosfæren bliver absorberet af specifikke atomer og molekyler i denne.

8 Absorption og emission linjer

Et elektron i kredsløb om en atomkerne har diskrete energiniveauer den kan befinde sig i. Disse kaldes orbitaler. Hvis en foton med en specifik mængde energi støder ind i en elektron, kan denne elektron rykke sig op i et orbital der kræver mere energi for at blive opretholdt. Energien af fotonen der rammer et atom skal være lig den specifikke energiforskel mellem 2 orbitaler for at denne kan blive absorberet, og en ændring i elektronens orbital kan ske.

Når bredspektret lys går igennem en stjernes fotosfære bliver visse bølgelængder af dette lys absorberet af forskellige atomer. De absorberede bølgelængder afhænger af fotosfærens komposition, samt temperatur.

Nå atomer i fotosfæren så er exciterede, støder de ind i andre atomer, som de-exciterer det exciterede atom uden af afgive lys.



Spektra af forskellige stjernetyper, med intensitet korrigeret for instrumentet's spektralrespons, samt stjernernes sortbølgekurver.[5]

8.1 Brint's spektralerier

Vi kan bruge rydbergformlen til at tilnærmelsesvist beregne energiforskellen mellem forskellige energiniveauer i et brintatom.

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{n_f^2} - \frac{1}{n_i^2} \right)$$

Rydbergformlen. R er Rydberg konstanten, som har en værdi på $1.0974 \cdot 10^7 m^{-1}$. n_i er den initiale orbital af elektronen, mens n_f er den endelige orbital.

[3]

8.1.1 Lyman serien

Hvis vi beregner bølgelængderne absorberet af elektroner, hvor elektronen går fra energiniveau 1 til energiniveau n , får vi det der kaldes Lyman serien.

```

> R := 1.0974 · 107 m-1 ;
> ni := 1 :
> for nf from 2 to 8 do solve( (1/λ = R · (1/nf2 - 1/ni2 )) ) end do;
-1.214993014 10-7 m
-1.025150355 10-7 m
-9.719944110 10-8 m
-9.492132920 10-8 m
-9.372803246 10-8 m
-9.302290259 10-8 m
-9.257089629 10-8 m

```

Værdierne er negative, da fotonen bliver absorberet.

Lyman serien består af bølgelængder fra 121,57 nm ($n = 2$) til 91,175nm ($n = \infty$)[11]. Lyman serien har de klareste absorptionslinjer af alle brint spektralserier, da brint atomer oftest er i deres grundtilstand ($n = 1$) når de absorberer en foton. Dog er denne spektralserie ikke nem at observere i rummet, da alle dens bølgelængder ligger i den ekstremt ultraviolette del af spektrummet¹.

8.1.2 Balmer serien

Hvis vi beregner bølgelængderne for overgange fra energiniveau 2 til n , få vi Balmer serien.

```

> ni := 2 :
> for nf from 3 to 7 do solve( (1/λ = R · (1/nf2 - 1/ni2 )) ) end do;
-6.560962273 10-7 m
-4.859972055 10-7 m
-4.339260764 10-7 m
-4.100601421 10-7 m
-3.968977179 10-7 m

```

Balmer serien ligger indenfor det synlige spektrum, samt near-UV, da rækkevidden for serien går fra 656,3 nm ved $n = 3$ til 364,6 nm ved $n = \infty$ [11]. Dette gør balmer serien mulig at observere med full-spectrum modificerede kameraer², samt dedikerede astronomi kameraer. Balmer serien observeres

¹E-UV klassificeres som bølgelængder af 10-121nm, som er kraftigt absorberet af atmosfæren.

²Normale kameraer har et filter der sidder foran bayer matricen der sænker sensorens følsomhed for bølgelængder det menneskelige øje har svært ved at se. Dette filter kan dog fjernes for at øge følsomheden i bølgelængder under 450nm og over 600nm, samt for at fjerne bayer-matricens indflydelse på kameraets spektralrespons.

tydeligst i B-F stjernetyper. Da brint skal være exciteret til $n = 2$ for at spektrallinjen kan opstå. Koldere stjerner har ikke høje nok temperaturer i fotosfæren til at brint kan opnå ekcitation, mens varmere stjerner ioniserer brint. Når et atom ioniseres delokaliserer elektronerne, og følger ikke længere orbitaler med diskrete energiniveauer.

8.1.3 Paschen, og videre serier

Spektralseriern efter Balmer betegnes som Paschen serien. Paschen serien har en nedre grænse på 820,4nm ved $n = \infty$ [11]. Paschen serien's nedre grænse kan potentielt godt observeres med dedikerede astronomi kameraer.

Følgende serier, navngivet Brackett, Pfund, og Humpfrey kan kun observeres med dedikerede infrarøde kameraer.

Den første linje brint's spektralserier betegnes som α , hvor følgende linjer betegnes alfabetisk med det græske alfabet. Generelt er α -linjen typisk kraftigere end β -linjen linjen, osv.

8.2 Andre vigtige spektrallinjer

Koldere stjerner har mindre tydelige brint linjer, men omvendt mere tydelige linjer med andre elementer. Her er Na I, Ca I & II, MgH, og TiO linjerne tydelige. Dog, da disse elementer/molekyler har mere komplekse orbitaler, er det svært at tyde en linje fra en anden, da en foton kan excitere forskellige valens elektroner, som har lignende, men en smule forskellige spektrallinjer. Hvis ens instrument ikke har tilstrækkeligt høj opløsning kan de forskellige linjer af MgH og TiO opstå som et samlet fald i intensitet, frem for diskrete linjer. Na I³ og Ca I linjernes afstand kan dog bruges til at udlede spektret's bølgelængder, og de resterende linjer kan derfra identificeres, da disse linjer er relativt tydelige.

8.3 Udbredning af spektrallinjer

Spektrallinjers form kan fortælle os meget om objektet de er kommet fra.

8.3.1 Naturlig udbredning

Som følge af heiseberg's usikkerhedsprincip er det umuligt at kende energien ved henfald af en ekcitationstilstand samt tiden for denne tilstand's henfalden med arbitrær præcision. Dette gør at alle spektrallinjer har en naturlig bredde. Denne kan beregnes med følgende formel:[4] 6

$$\Delta\nu = \frac{1}{2 \cdot \pi \cdot \Delta t}$$

Hvor $\Delta\nu$ er den naturlige udbredning, og Δt er henfaldstiden for en ekcitationstilstand.

Vi finder den naturlige udbredning i frekvensen fra et brintatom's ekcitationstilstand's henfald. Et uforstyrret brintatom's ekcitationstilstand vil i gennemsnittet have en levetid på $10^{-8}s$.

³Na I linjen (nogle gange kaldt Na D linjen) er teknisk set 2 separate linjer. Linjerne er et resultat af en overgang af natrium valenselektronen fra 3s til 3p orbitalet, som grundet spin-orbit interaktion skaber 2 linjer med en afstand på 6Å.[8]

```

> Δt := 10-8 s :
> Δv := evalf( ( 1 / ( 2 · π · Δt ) ) )
Δv := 1.591549430 107 1/s

```

Vi kan nu sammenligne den naturlige udbredning med en foton ved 500nm's frekvens.

```

> λ := 500 · 10-9 m : c := 299792358 m/s :
> solve( λ = v · c )
      1
      --- s
 599584716000000
> v := 599584716000000 Hz :
> Δv / v
      2.654419613 10-8

```

Vi kan se at den naturlige udbredning udgør en utroligt lille forskel for synligt lys i atmosfæriske forhold.

8.3.2 Tryk & termisk udbredning

Når et exciteret atom kolliderer med en anden partikel, vil det exciterede atom's henfaldstid kraftigt falde. Dette gør at den naturlige udbredning bliver større. Stjerner's fotosfære er et miljø med kraftig temperatur og tryk, udbredningen som følge af heisenberg's usikkerhedsprincip bliver derfor markant større.

Som følge af den større flux af fotoner, har større stjerner mere diffuse fotosfærer. Så spektrallinjer i mindre stjerner vil som følge af linjeudbredning være tykkere end i større stjerner.[1]

9 Klassifikation af stjerner

9.1 Harvard systemet

Stjerner klassificeres i forskellige spektralklasser.

Det oftest brugte system til at klassificere stjerner er harvardssystemet, som i 1901 blev formaliseret.

I harvardssystemet har en stjerne et af følgende bogstaver. Bogstavet definerer stjernens temperatur.[7]

Klasse	Temperatur	Farve
O	>28.000K	Blå
B	10.000K-28.000K	Lyseblå
A	7.500K-10.000K	Hvid
F	6.000K-7.500K	Lysegul
G	5.000K-6.000K	Gul
K	3.500K-5.000K	Orange
M	2.500K-3.500K	Rød

Der findes yderligere klassifikationer for koldere stjerner, såsom L, T, og Y typer. Dog er de fleste L stjerner ikke varme nok til at opretholde brint fusion, således at disse er betegne som "brune dværge". T og Y typer er begge brune dværge.

I 1912 blev harvardssystemet udvidet til at kunne indele stjerner finere efter deres temperaturgrad. 0 er det varmeste, og 9 er det koldeste. Som et eksempel er en A0 stjerne en stjerne der er tæt på at tilhøre B spektralklassen, imens en A9 stjerne er en stjerne der er tæt på at tilhøre F spektralklassen.

O stjerner bliver indelt i mere specifikke klasser efter intensiteten af deres spektrallinjer. Hvor en O5 stjerne har en temperatur på omkring 40.000K. Typisk bruges lavere inddelinger end O5 ikke, da spektralt normale stjerner med højere temperaturer er ekstremt sjælde, og wolf-rayet stjerner, en specifik stjernetype med kraftige rekombinations spektrallinjer og temperaturer fra 20.000K til 250.000K, har deres egen spektralklasse.

9.2 Størrelsesklasser

Stjerner bliver yderligere opdelt efter deres størrelse. Dette vises som et romertal efter stjernens temperaturklasse. Dette skal ikke forvirres med den anden betydning af "størrelsesklasse" indenfor astronomi, som referer til stjernens luminositet fra jorden. I denne opgave vil der om relativ lysstyrke blive brugt ordet "magnitudo".

Klasse	Størrelse
0	Hyperkæmpe
I	Superkæmpe
II	Lys kæmpe
III	Kæmpe
IV	Underkæmpe
V	Hovedsekvens
VI	Underdværg
VII	Hvid dværg

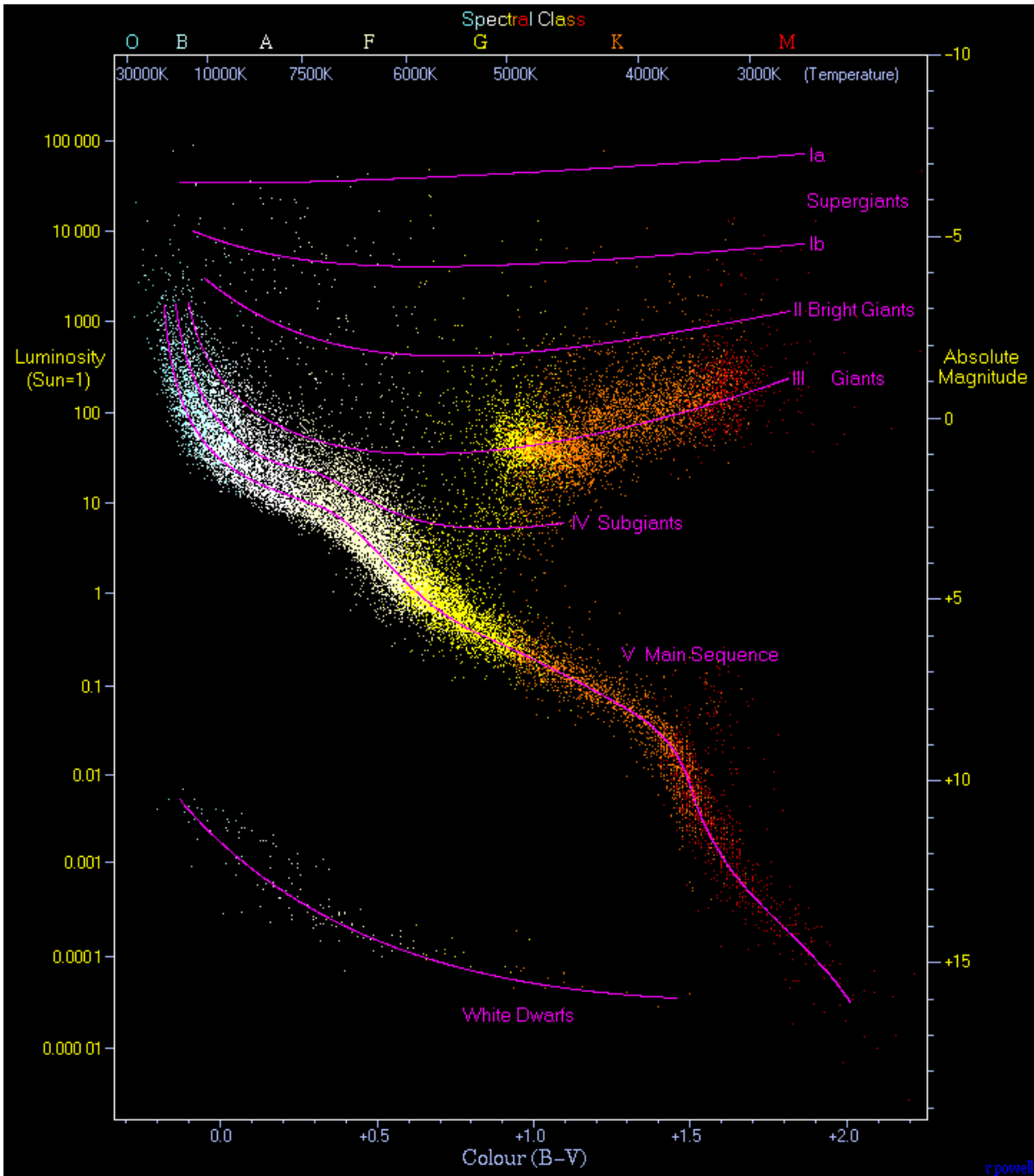
I denne kontekst referer "lys" til en større stjerne. Da hvis stjernens størrelse beregnes med afstand som kendt variabel, vil lysere stjerner være større.

Dette system kan blive yderligere udvidet ved at sætte enten a eller b efter romertallet. Således at en Ia stjerne vil være en lys superkæmpe, imens en Vb stjerne vil være en mørk hovedsekvens stjerne.

10 Hertzsprung-Russell diagrammet

Hertzsprung-Russell diagrammet er et af de vigtigste værktøjer i astronomi til at studere stjerneevolution, stjernehoppe, galakser, og så videre.

Et Hertzsprung-Russell, eller HR, diagram, er et scatterplot af et sæt stjerner, med deres farveindeks eller fotosfæriske temperatur på den vandrette akse, og luminositeten på den lodrette akse.



Et HR diagram af 22.000 stjerner fra Hipparcos kataloget, og 1.000 stjerner fra Gliese kataloget. Nogle gennemgående træk kan ses på dette diagram. De fleste stjerner ligger i en samlet kurve der

når skrår ned fra venstre til højre. Denne linje kaldes "Hovedsekvensen". Mange G, K, og M stjerner ligger i kæmpe sekvensen. En tredje sekvens af stjerner ligger i nederste venstre hjørne af diagrammet, denne består af hvide dværge. Over 99% af alle stjerner ligger i disse 3 sekvenser. Disse 3 sekvenser skyldes stjerner's evolution.

10.1 Stjerneevolution og HR forgreninger

Langt de fleste stjerner starter livet ud som en hovedsekvens stjerne. Når der ikke er mere brint til at opretholde proton-proton eller CNO cyklen begynder kernen i stjerner at skrumpes. Her overtager triple α processen som stjernen's primære energikilde. ${}^4\text{He} - {}^4\text{He}$ fusion sker i hovedsekvens stjerner, dog er den resulterende ${}^8\text{Be}$ kerne ustabil, og dekomponerer tilbage til 2 ${}^4\text{He}$ kerner. Når kernen skrumper og trykket stiger, øges chancen til gengæld for at den ustabile ${}^8\text{Be}$ kerne kan fusere med en ${}^4\text{He}$ kerne til ${}^{12}\text{C}$ som er stabilt. Dette kaldes triple α processen, da det kræver 3 α partikler (helium kerner). Denne fusionsproces skubber hydrogenlaget ud, og forstørrelser stjernen's masse. Dog falder temperaturen af fotosfæren, så i HR-diagrammet rykker stjernen sig mod højre. O og B type stjerner vil dog udvikle sig til at blive blå kæmper og superkæmper. Blå superkæmper af lavere masse fortsætter med at udvikle sig til røde super- eller hyperkæmper. Højere masse blå kæmper udvikler sig til Wolf-Rayet stjerner, da disse stjerner har så kraftig luminositet at deres ydre brintlag bliver skubbet væk og ioniseret.[rsg]

Den resulterende hvide dværg fra hovedsekvens stjerner danner sit eget bånd i HR diagrammet. Da en hvid dværg er selve stjernen's kerne har den en høj overfladetemperatur sammenlignet med den stjerne den hvide dværg kom fra, det gør at den hvide dværg gren af HR diagrammet har en høj koncentration mod venstre side af HR diagrammet.

Neutron stjerner har så høj overfladetemperatur at de sjældent plottes på HR diagrammer.

11 Spektroskopisk opstilling

En spektroskopisk opstilling blev konstrueret for at lave spektralanalyser af stjerner.



11.1 Instrument

Et Samyang 135mm F/2 objektiv er opsat med et optisk gitter foran. Dette objektiv blev valgt grundet dets skarphed, og minimale optiske abberationer. Stoppet ned til F/2.8 eller F/4 har objektivet næsten ingen kromatisk abberation, som kunne have en indflydelse på de indsamlede spektra.

Det optiske gitter er et standard 80 linjer/mm optisk gitter. Denne gitterstørrelse blev valgt da de resulterende spektra har perfekt størrelse til at dække kameran sensoren med det valgte objektiv.

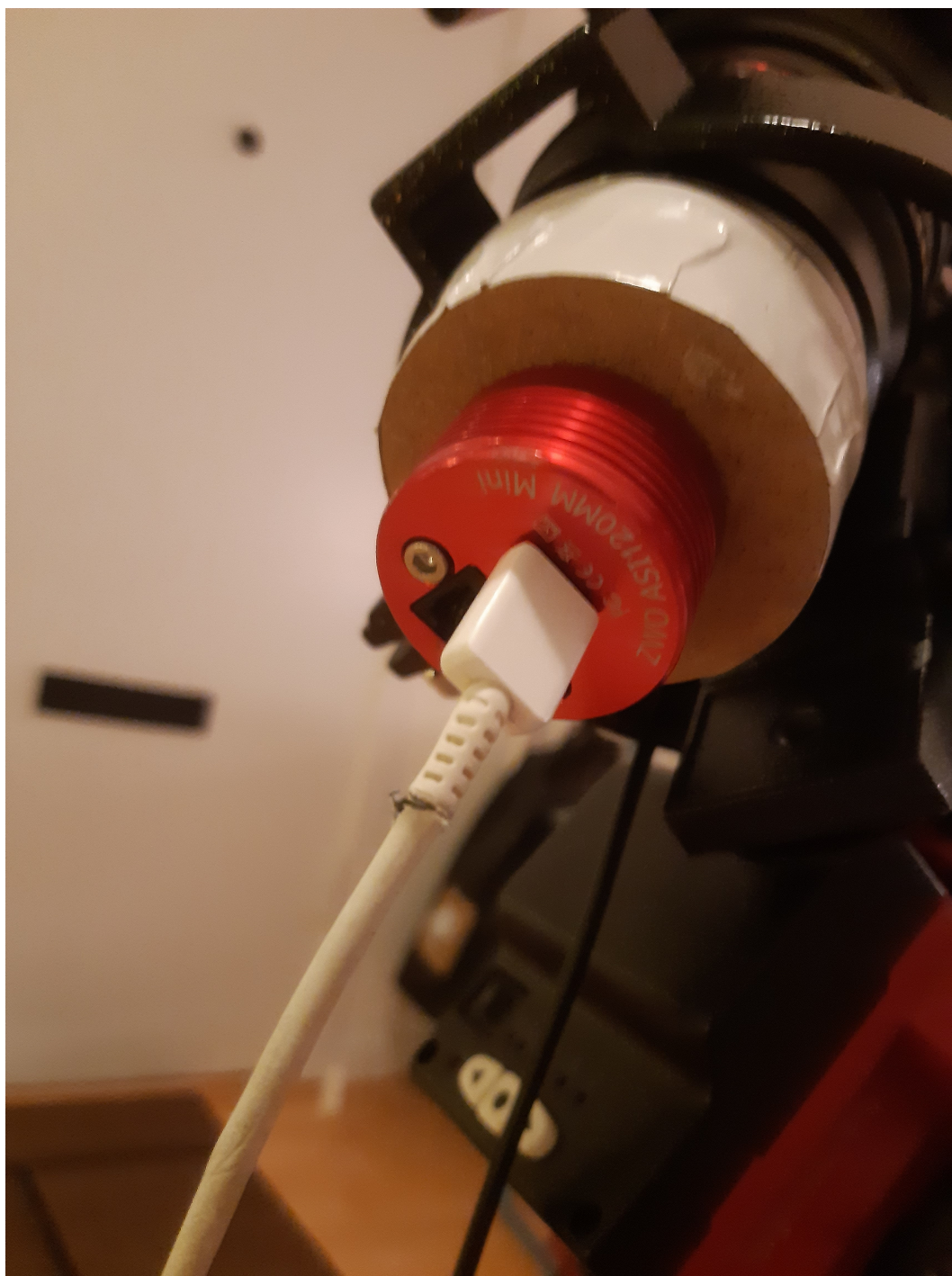
Det optiske gitter er monteret med standard tape. Den eneste bivirkning for tapen er at baggrundstjerner i spektraet godt kan have astigmatiske træk. Dog har dette ingen indflydelse på selve spektraet, da alt lys fra spektraet kun har passeret igennem det optiske gitter.



Det optiske gitter er monteret med 4 stykker tape foran på objektivet.

Et ZWO ASI120MM Mini kamera er blevet brugt til at optage spektraene. Kameraet er primært beregnet som et guide-kamera til at assistere ækvatorialmonteringer, dog var det det eneste monokrome kamera jeg ejede. Kameraet har en relativt lille sensor på 4,8mm x 3,6mm, dog har det med en pixel størrelse på $3,75\mu\text{m}$ (diagonal) stadigvæk en opløsning på 1280x960 pixels, som gør det muligt at opløse spektrallinjer for langt de fleste stjernetyper.

Kameraet er monteret med en adapter lavet i Sukkertoppen Gymnasium's træværksted med hjælp fra eleven Joseph Victorino 3.X. Adapteren er lavet ud af et objektivcover, og en træcylinder. Disse 2 objekter fik boret matchende huller, som passede i størrelse til kameraet. De er derefter blevet limet sammen. Kameraet kan friktionsmonteres i denne opstilling. Der blev taget ekstra stilling til præcision for at sikre at sensor planen står vinkelret til den optiske bane i objektivet.



Kameraet er monteret til adapteren, som er monteret til objektivet.

11.2 Stativ og montering

Instrumentet er monteret til en Vixen-stil dovetail ved hjælp af teleskop monteringsringe. Monteringsringene er oprindeligt beregnet til en Orion ED80 refraktor, dog fungerer de også fint til at montere objektivet. Vixen dovetailen er fastgjort en dovetail klemme, monteret til en deklination-sadaper. Denne adapter bruges til at justere instrumentet's deklination.

Adapteren er fastgjort en IOptron SkyGuider Pro motoriseret ækvatorialmontering. Ækvatorialmonteringen gør det muligt at tage lange eksponeringer uden star-trails. Med tests af SkyGuider Pro monteringen kunne eksponeringer på 2 minutter opnås uden synlig star-trailing med en Orion ED80 og Sony a6000 kamera. Denne opstilling har næsten samme fov som den spektroskopiske opstilling, så opsætningen vurderes til at være god nok. Dog blev der alligevel taget kortere eksponeringer for at være sikker på at star-trailing ikke opstår i spektraene.



Astrofoto taget med ækvatorialmonteringen, et Sony a6000, og en Orion ED80. Star-trailing ved 2 minutters eksponeringer er minimal.



Zoom ind på Web's Kors stjerneboben. Den minimale star-trailing vurderes til at være acceptabel til den spektroskopiske opstilling.

11.3 Andre komponenter

Et Fujifilm X-T1 kamera med et Pentax SMC 50mm F/2.0 objektiv er monteret til den foreste teleskopring. Dette kamera bruges som en form for digitalt finder scope, til nemmere at kunne finde

den korrekte stjerne at tage et spektra af.

Der bliver brugt en dew-heater til at varme objektivets front element og det optiske gitter op over dug punktet. Dette gøres for at undgå kondensation. Dew-heateren er tilsluttet en 20.000 mAh powerbank.

Kameraet er tilsuttet en bærbar. Softwaret ASlimg bruges til at styre kameraet.

12 Analyse og klassifikation af stjerner i temperaturklasser

3 stjerner bliver analyseret i dette afsnit, og klassificeret i temperaturklasser. ASI120MM kameraet der blev brugt til at optage spektraene har ikke en spektral respons kurve tilgængelig der kan subtraheres fra dataet, så analysen af temperaturklasser bliver gennemført ved primært at analysere absorptionslinjer.

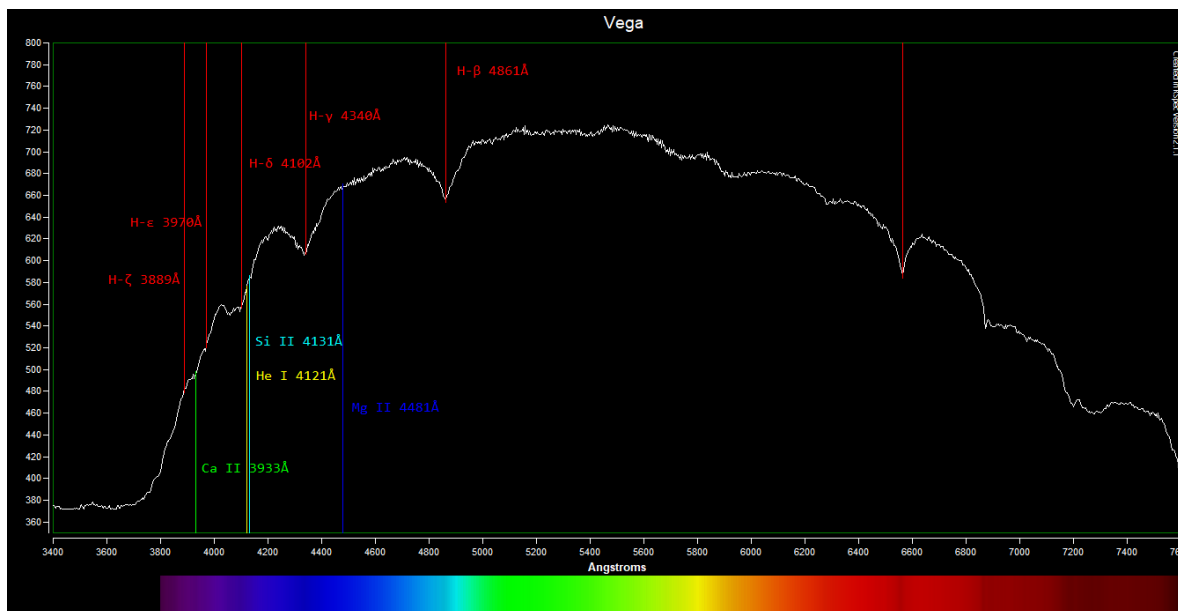
12.1 Vega

Vega, α Lyr, eller HIP 91262 er en magnitude 0,00 stjerne i stjernebilledet Lyren. Den blev analyseret med den spektroskopiske opstilling med objektivet sat til f/4 og gain 00. Der blev taget 126 eksponeringer af 10 sekunder hver fra Brorfelde Observatorium (Bortle 4, kunstig lysstyrke $109\mu\text{cd}/\text{m}^2$, 84 meter elevation), som resulterede i 21 minutters data. Dataet blev stacket i DeepSkyStacker, med 20% rejection, og Sigma-Clipping kombinationsmetoden ($\kappa=2.00$, 5 iterationer).



Den lange linje i billedet er spektraet af Vega. Ud over spektraet kan baggrundstjerner ses, disse har en mærkelig form da de er ude af fokus (spektraet har en anden fokus plan end stjernerne), den synlige astigmatisme skyldes den optiske hindring som det optiske gitter fremstiller.

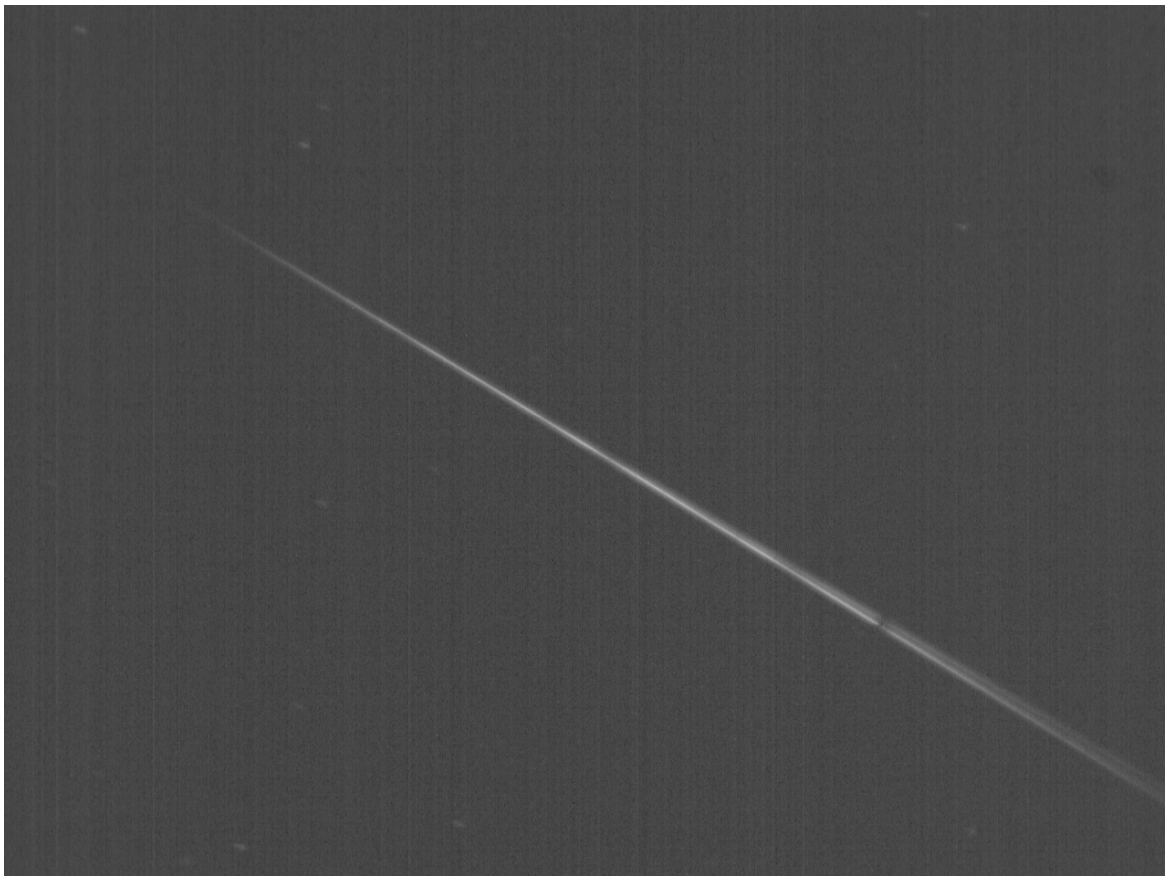
Spektraet blev sat ind i RSpec 2.1.1.3. Hvor det blev analyseret. Spektraet blev kalibreret med en 2-punkts kalibration efter $H\alpha$ og $H\beta$ linjerne.



Vi kan i spektraet se balmer-serien fremstå tydeligt. Ud over det kan Ca II, He I, Si II, og Mg II linjerne svagt skimtes.

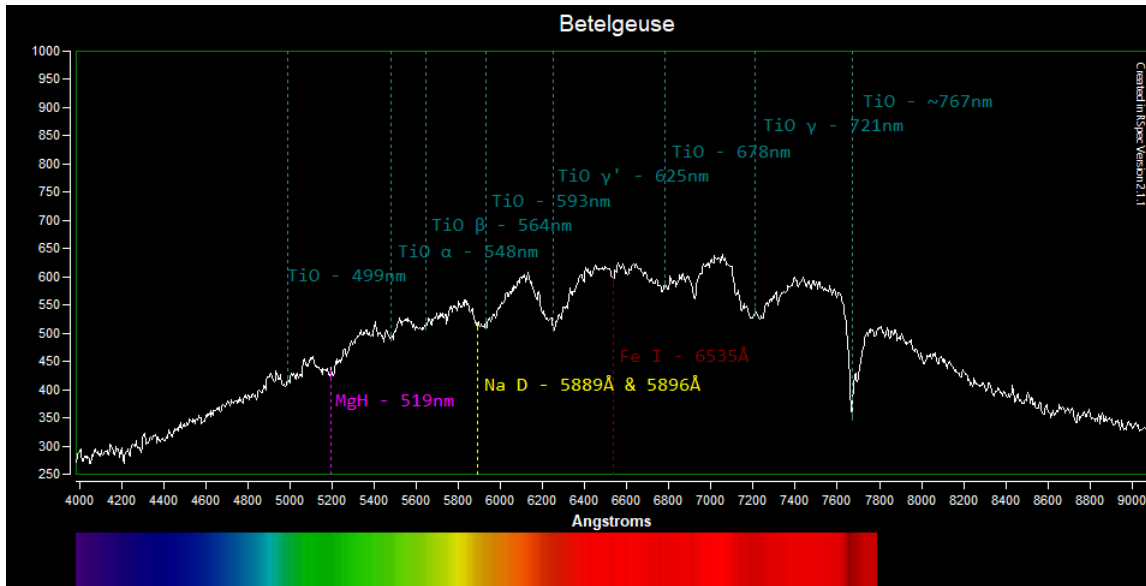
12.2 Betelgeuse

Betelgeuse, α Ori, eller HIP 27989 er en magnitude 0,45 stjerne i stjernebilledet Orion. Den blev analyseret med den spektroskopiske opstilling med objektivet sat til f/2.8 og gain 109. Den mere lysfølsomme opstilling blev brugt da vejrforholdene på lokationen var værre. Der blev taget 244 eksponeringer af 200ms hver fra Taastrup (Bortle 6, kunstig lysstyrke $1750\mu\text{cd}/\text{m}^2$, 20 meter elevation), som resulterede i 48 sekunders data. Dataet blev stacket i DeepSkyStacker, med 20% rejection, og Sigma-Clipping kombinationsmetoden ($\kappa=2.00$, 5 iterationer).



Man kan allerede i spektraet se en absorptionslinje.

Spektraet blev sat ind i RSpec 2.1.1.3. Hvor det blev analyseret. Spektraet blev kalibreret med en 2-punkts kalibration efter Na D og $\text{TiO}\gamma'$ linjerne.

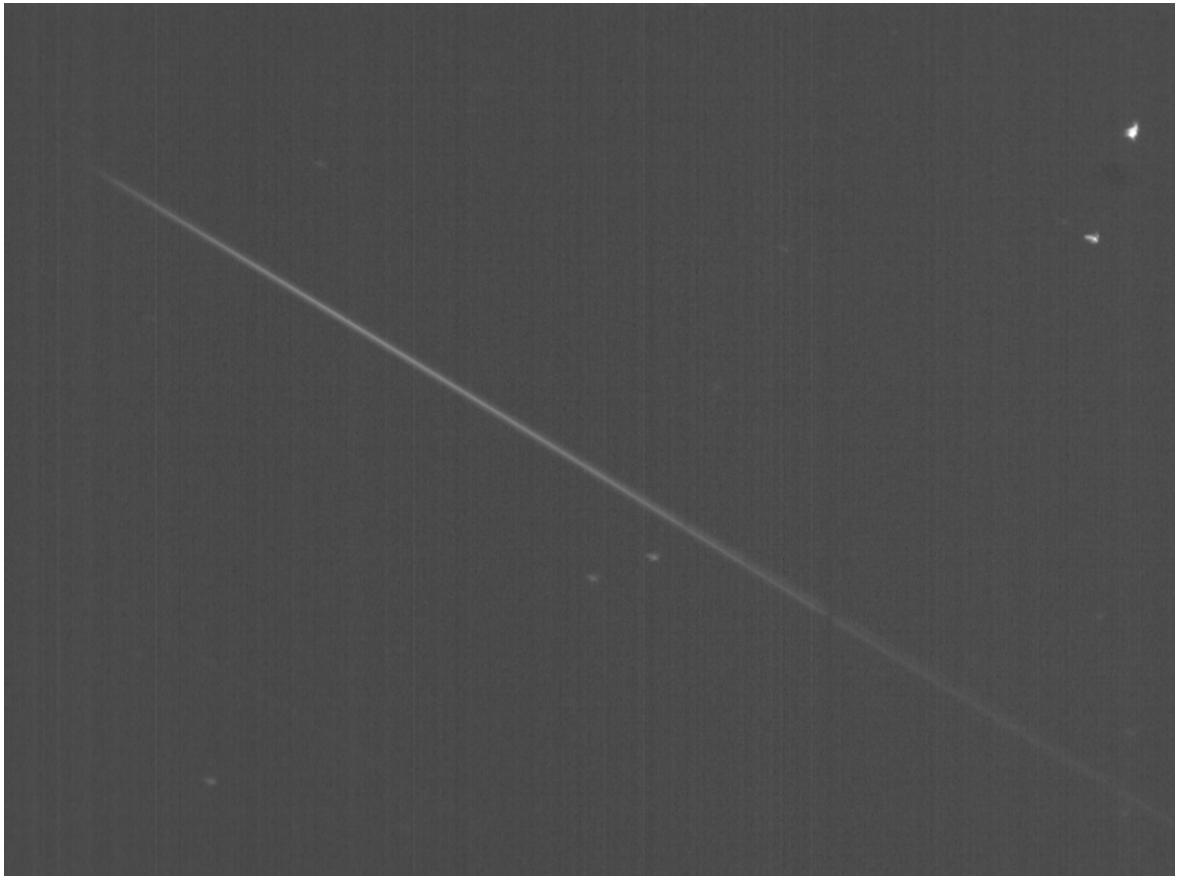


Vi kan i dette spektra se kraftige absorptionslinjer af titantium oxid. Samtidig kan vi se Fe I, MgH, og Natrium I dobbeltlinien. Balmer serien er usynlig.

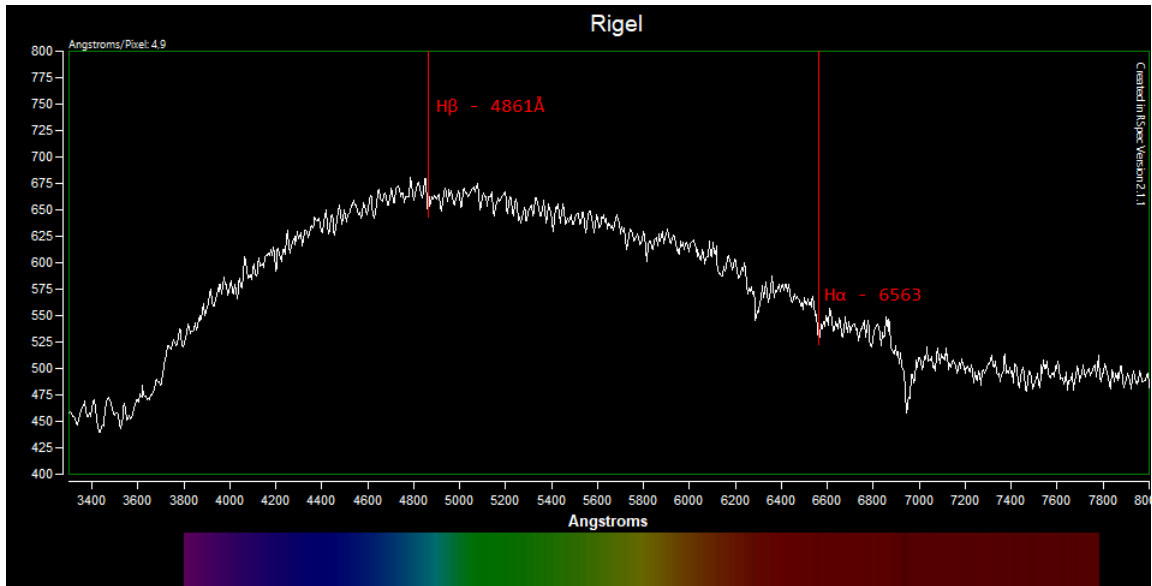
Jeg kunne ikke finde præcise tal for titanium oxid's absorptionslinjer fra online kilder, så til at markere disse har jeg brugt data fra RSpec's reference bibliotek.

12.3 Rigel

Rigel, β Ori, eller HIP 34085 er en magnitude 0,15 stjerne i stjernebilledet Orion. Den blev analyseret med den spektroskopiske opstilling med objektivet sat til f/2.8 og gain 109. Der blev taget 604 eksponeringer af 200ms hver fra Taastrup (Bortle 6, kunstig lysstyrke $1750\mu\text{cd}/\text{m}^2$, 20 meter elevation), som resulterede i 48 sekunders data. Dataet blev stacket i DeepSkyStacker, med 20% rejection, og Sigma-Clipping kombinationsmetoden ($\kappa=2.00$, 5 iterationer).



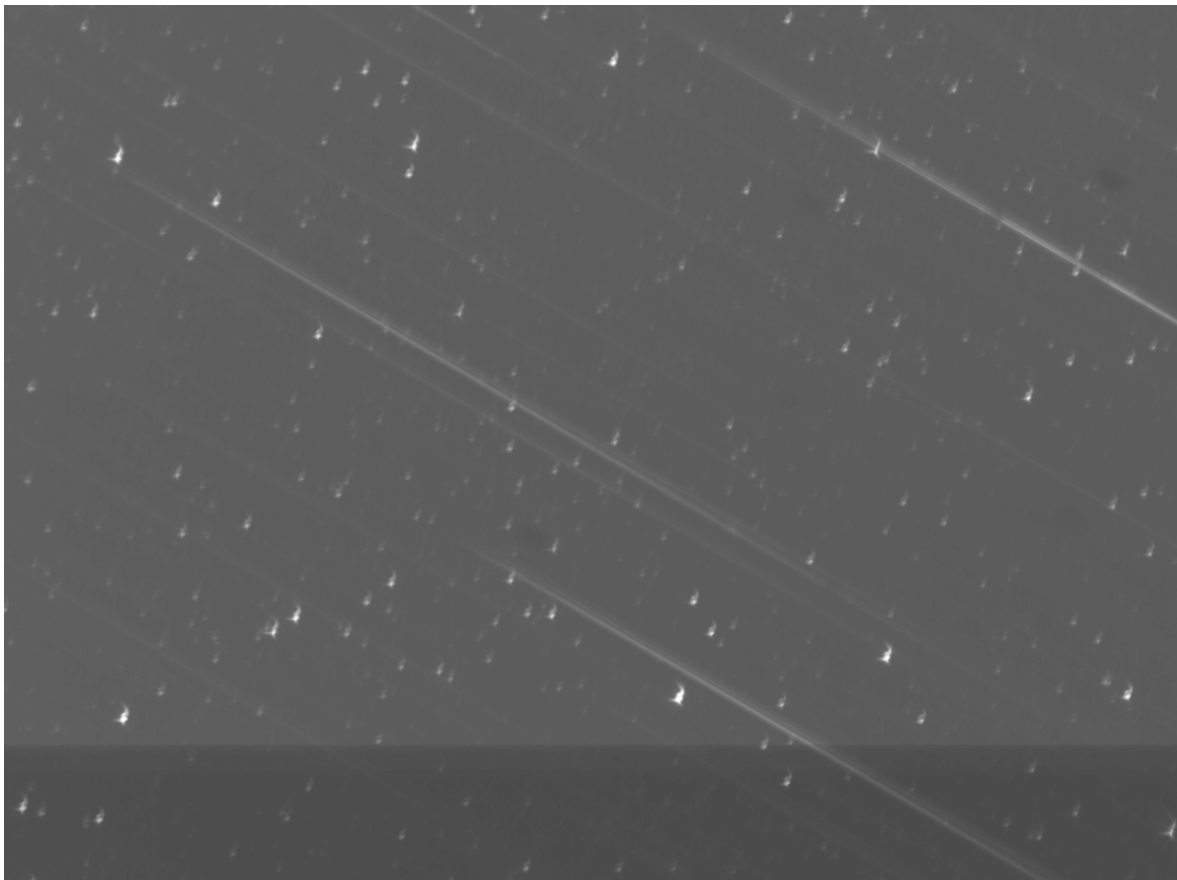
Spektraet blev sat ind i RSpec 2.1.1.3. Hvor det blev analyseret. Spektraet blev kalibreret med en 2-punkts kalibration efter $H\alpha$ og $H\beta$ linjerne. $H\beta$ linjen var svær at skelne fra støj, så eksisterende spektra blev brugt som reference til at placere linjen.



Vi kan i spektret se en svag $H\alpha$ absorptionslinje. $H\beta$ linjen er meget svag, og blander ind med støj i dataet.

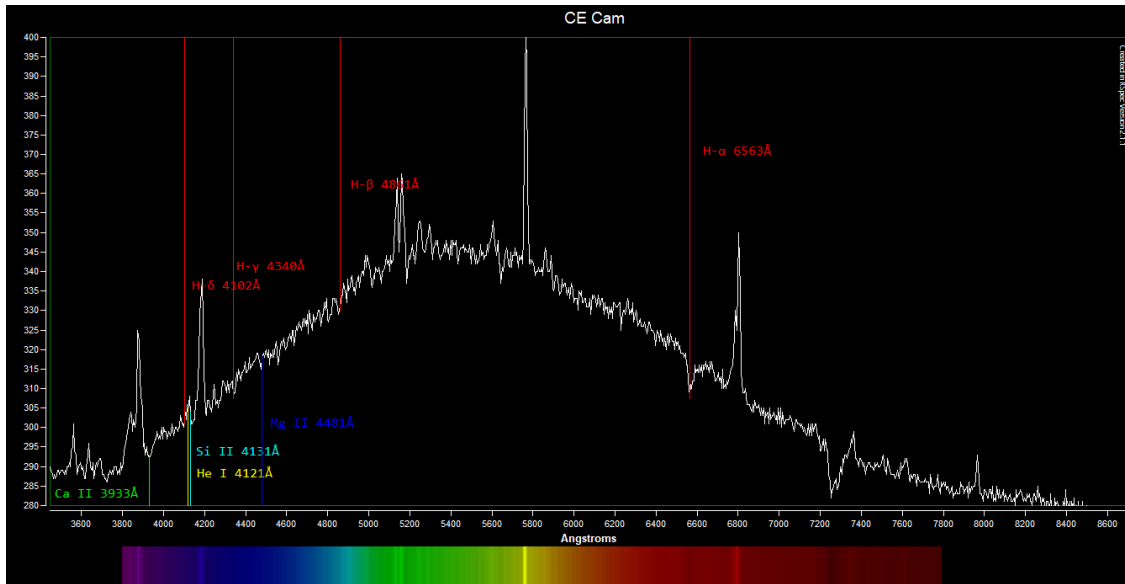
12.4 CE Cam

CE Cam, eller HIP 16281 er en magnitude 4,55 stjerne i stjernebilledet Orion. Den blev analyseret med den spektroskopiske opstilling med objektivet sat til $f/2.8$ og gain 48. Der blev taget 140 eksponeringer af 30s hver fra Brorfelde Observatorium (Bortle 4, kunstig lysstyrke $109\mu\text{cd}/\text{m}^2$, 84 meter elevation), som resulterede i 70 minutters data. Dataet blev stacket i DeepSkyStacker, med 20% rejection, og Sigma-Clipping kombinationsmetoden ($\kappa=2.00$, 5 iterationer).



På grund af CE Cam's relativt lave lysstyrke kan nogle baggrundstjerner ses inde i spektraet.

Spektraet blev sat ind i Siril 1.0.0.13, hvor der blev lavet en histogram transformation for at øge kontrasten af spektrallinjen i forhold til baggrunden. Spektraet blev derefter sat ind i RSpec 2.1.1.3. Hvor det blev analyseret. Spektraet blev kalibreret med en 2-punkts kalibration efter $H\alpha$ og Ca II linjerne.

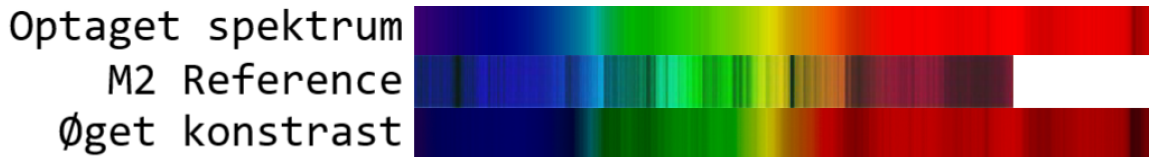


De høje peaks synlige i billedet er et resultat af baggrundstjerner der lå på spektret.

12.5 Deducering af spektralklasse

De 4 stjerner danner forskellige spektra. Vi kan sammenligne spektraene, og ud fra dem deducere stjernerne's spektralklasse.

Betelgeuse har kraftige TiO absorptionslinjer. TiO absorption er karakteristisk for M og K stjerner, de er dog meget mere intense i M stjerner. Betelgeuse kan derfor deduceres til at være en M, eller en kold K stjerne.



Sammenligning af Betelgeuse's spektra, med et M2 stjerne spektrum. Kontrasten blev øget med en "Niveauer" justering i Adobe Photoshop.

Rigel og Vega har begge brint absorptionslinjer fra Balmer serien. Dog er absorptionslinjerne meget tydeligere i Vega, end i Rigel. Balmer serien opstår meget tydeligt i A type stjerner, mindre tydeligt i B og F stjerner, og meget svagt i O type stjerner.

Vi kan deducere at Rigel er en varmere stjerne end Vega, da Rigel's spektrum peaker ved 4785\AA , mens Vega's spektrum peaker ved 5472\AA . På trods af at kameraets spektralrespons ikke kan subtraheres, kan en forskel i λ_{max} stadigvæk bruges til at bestemme hvilken af to stjerner er varmere.

Da Vega er koldere end Rigel, men har en mere tydelig Balmer serie, kan vi deducere at Vega enten er af temperaturklasse A eller B, mens Rigel enten er B eller O.

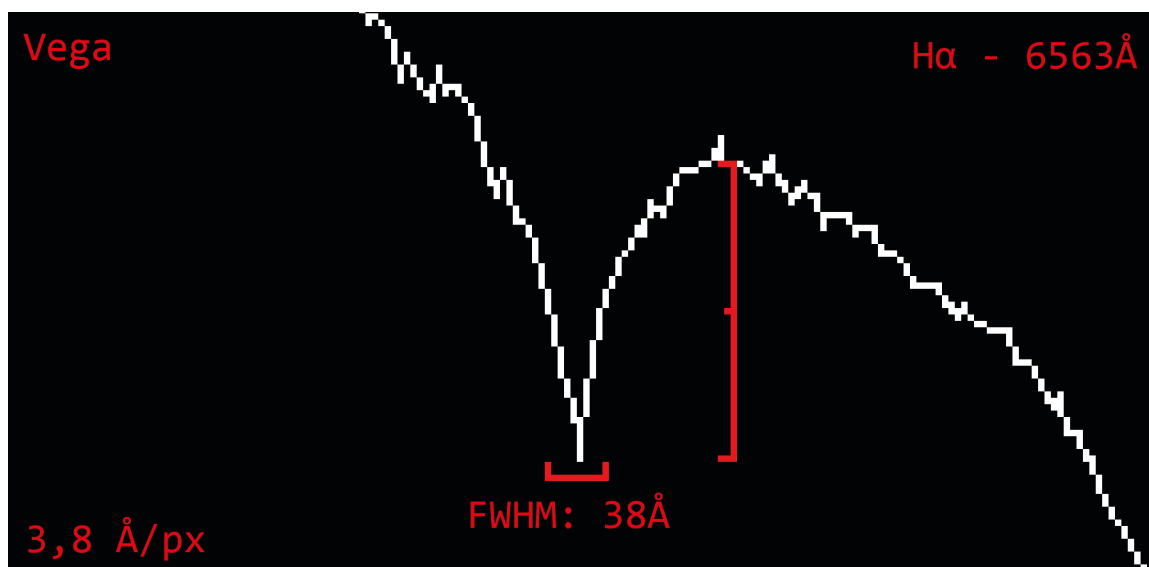
CE Cam har igen en mindre tydelig Balmer serie end Vega, dog peaker spektraet ved 5262\AA (hvis vi ekskluderer peaks som følge af baggrundstjerner. Dette indikerer at CE Cam har næsten samme temperatur, og spektralklasse, som Vega.

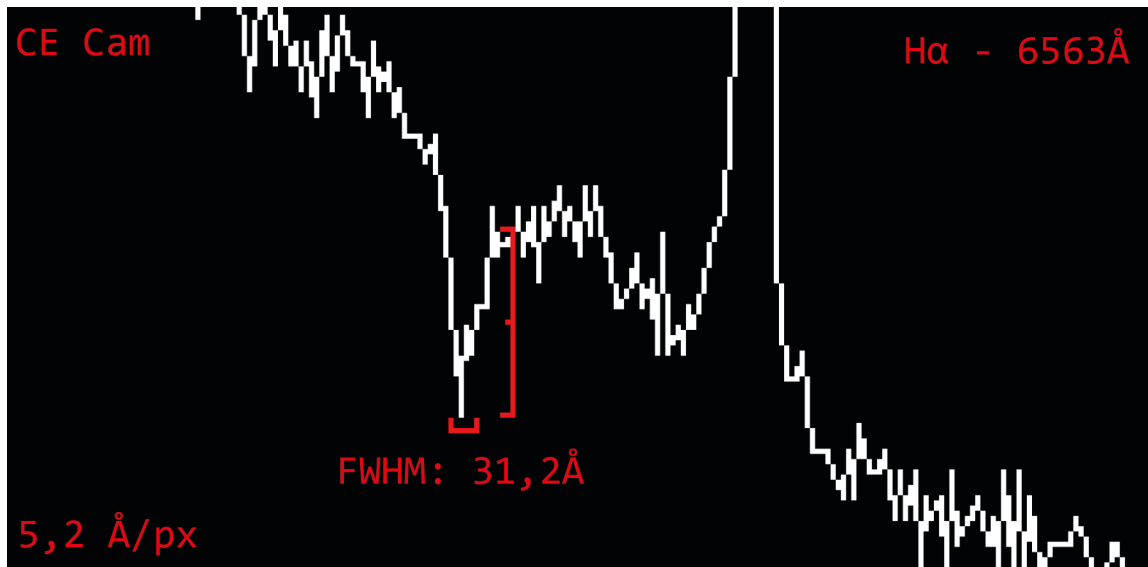
13 Analyse og klassifikation af stjerner på baggrund af størrelse

Da større stjerner har mere diffuse fotosfære, burde det være muligt at observere en forskel i udbredningen af spektrallinjer, og deducere to stjerner's relative størrelser.

13.1 Vega og CE Cam

Vi kan sammenligne $H\alpha$ linjen i Vega's spektrum, med $H\alpha$ linjen i CE Cam's spektrum. Vega og CE Cam har en lignende temperatur. Vi sammenligner linjernes FWHM, eller Full-Width Half Magnitude. FWHM er bredden af linjen ved halvdelen af den maksimale intensitet.





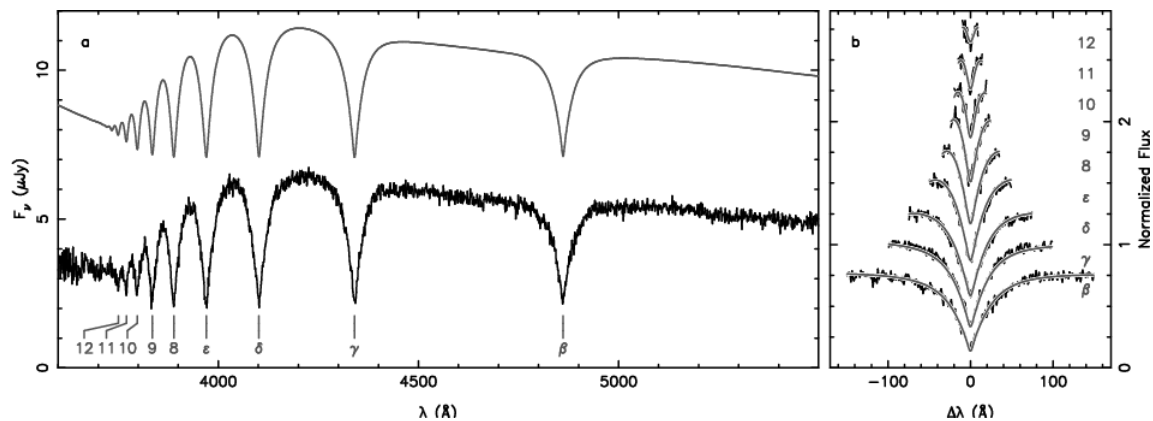
Vega's $H\alpha$ linje har en FWHM af 38\AA . CE Cam's $H\alpha$ linje har en FWHM af $31,2\text{\AA}$.

Teoretisk set betyder dette at CE Cam's fotosfære er mere diffus end Vega's, som indikerer en større stjerne.

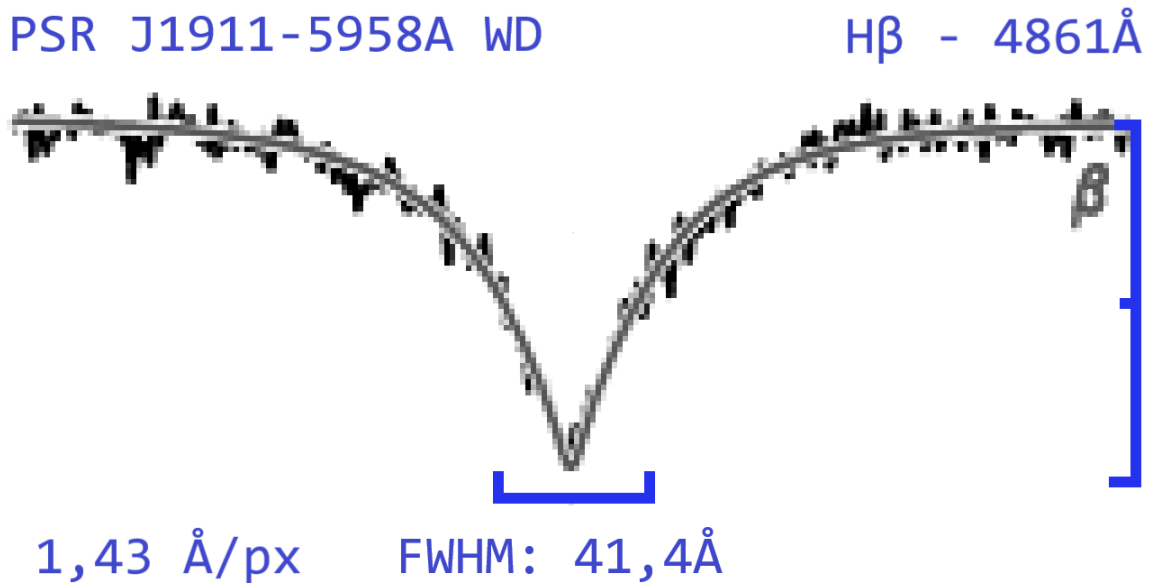
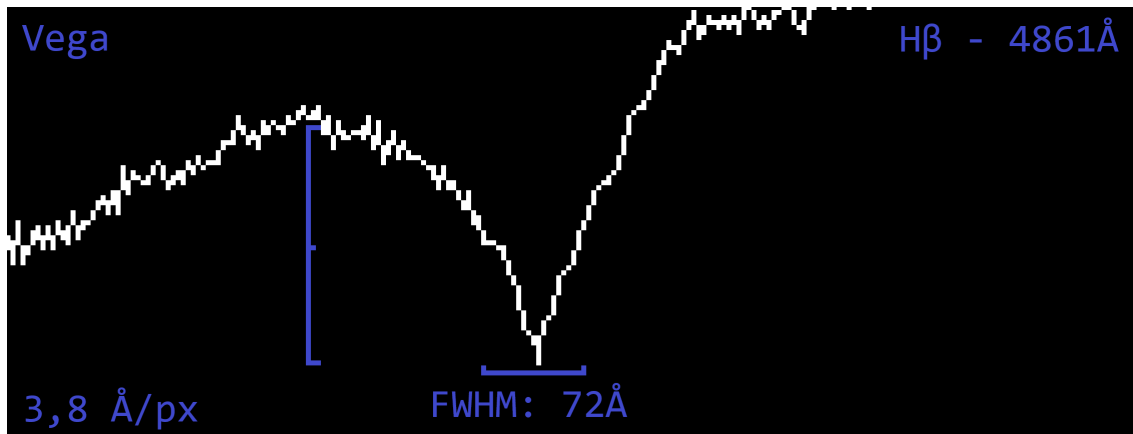
Forskellen er stor nok til at kunne komme med et kvalificeret gæt om at de to stjerner har en forskell på mindst 1 størrelsesklasse, så hvis Vega er en hvid dværg af størrelsesklasse VII, kunne CE Cam være en underdværg med størrelsesklasse VI eller over. Hvis Vega så er en hovedsekvens stjerne af størrelsesklasse V, kunne CE Cam være en kæmpe af størrelsesklasse IV eller over.

13.2 Vega og PSR J1911-5958A WD

PSR J1911-5958A er en millisekund pulsar i et binært stjernesystem. Et spektra af pulsaren's binære komponent er blevet hentet fra internettet, og bruges som sammenligning.[2]



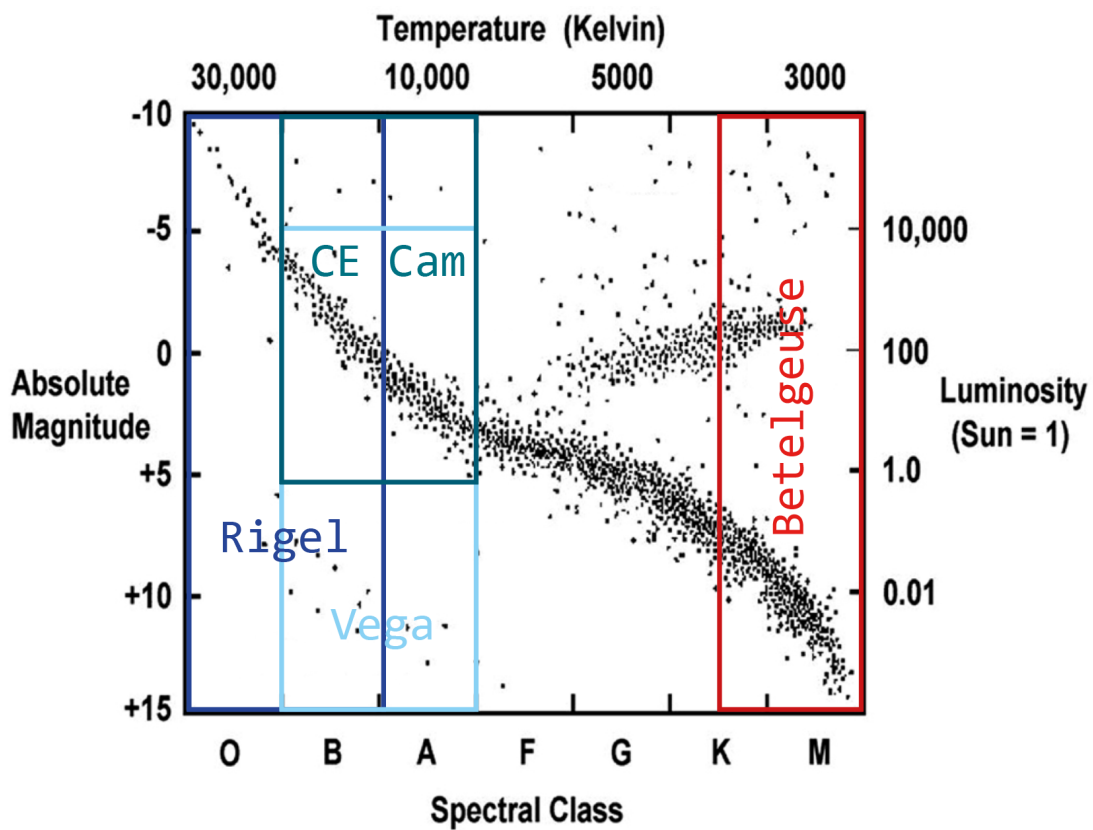
Vi kan sammenligne $H\beta$ linjen fra Vega med PSR J1911-5958A's komponentstjerne.



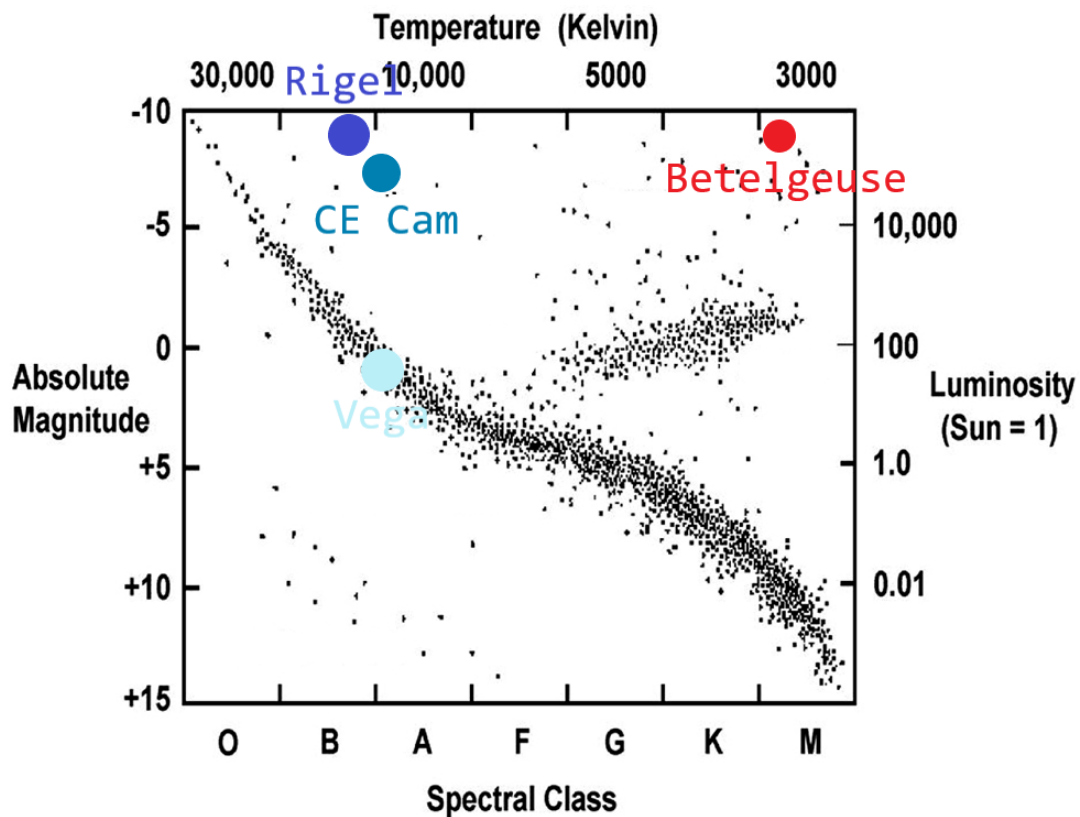
Pulsarens binære komponent har en mindre udbredt spektrallinje end vega. Dette betyder at denne teoretisk set er større.

14 Placering af analyserede stjerner på Herzprung-Russell diagrammet

Stjerner hvis spektra blev taget med den konstruerede spektroskopiske opstilling blev placeret på et HR diagram. Frem for at et specifikt punkt, er der blevet placeret grænser hvorinde stjernerne kunne ligge.



Analyseret placering af de forskellige stjerner. De farvede grænser indikerer mix og max temperatur stjernen kan beside, og min og max luminositet. Baggrunden er et HR diagram hentet fra chandra.harvard.edu. Information om de viste stjerner kunne ikke findes, dog antages det at være et fra fra et katalog af både mælkevejs- og ekstragalaktiske stjerner, grundet underrepræsentation af hvide dværge, og overrepræsentation af superkæmper.



Rigtig lokation af analyserede stjerner. Temperatur og luminositet er hentet fra diverse kilder gennem kædesøgning med udgangspunkt i Wikipedia.com.

Alle analyserede stjerner blev korrekt placeret på HR diagrammet, dog var usikkerheden i forudsigelsen stor, så det var ikke specielt svært at ramme rigtigt.

14.1 Sammenligning med tabelværdier - temperatur

Stjerne	Deduceret temperaturklasse	Tabelværdi
Rigel	B-O	B8
Vega	A-B	A0
CE Cam	A-B	A0
Betelgeuse	M9-K5	M1-M2 (variabel)

Tabelværdier er hentet fra programmet Stellarium 0.22.2

Betelgeuse's temperaturklasse passede med tabelværdier, og var relativt nem at bestemme grundet de meget tydelige TiO linjer. Betelgeuse's rigtige temperaturklasse ligger cirka i midten af den forudsagte rækkevidde.

Rigel's og Vega's tabelværdier stemte også overens med analysen. Dog er det overraskende at Rigel

er en kold B stjerne på 12.100K, hvor Vega er en varm A stjerne på 9.600K. En så stor ændring i Balmer seriens synlighed er normalt ikke forventet for en temperaturforskel på 2.500K. Dette kan dog skyldes at Vega's spektrum blev optaget med 21 minutters data fra et område med en lysforurening på Bortle 4, mens Rigel's spektrum blev optaget med 48 sekunders data fra et Bortle 6 område. Ud over dette ligger Vega tættere på zenith end Rigel, så forskellen i lysforurening bliver mere intens.

En sikrere måde at bestemme spektralklasser på ville være at opbygge en database af stjerner med kendte spektralklasser for den brugte spektroskopiske opstilling, og derfra kunne deducere stjerner's spektralklasse ved at sammenligne med databasen. Udover dette vil det give mening at opbygge denne database fra en bestemt lokation, for at mindske forskellen i data kvalitet som følge af lysforurening.

14.2 Sammenligning med tabelværdier - størrelse

Stjerne	H α FWHM	Deduceret størrelsesklasse	Tabelværdi
Vega	38Å	<CE Cam	Va
CE Cam	31,2Å	>Vega	Ia

Tabelværdier er hentet fra programmet Stellarium 0.22.2

For Vega og CE Cam er forskellen i FWHM lille, men observerbar. Dog, med støjniveaueet i CE Cam's data, kunne denne forskel potentielt skyldes støjniveaueet. En større mængde data, eller data fra andre A0I stjerner burde indsamles for at sikre at dette ikke er støjets skyld.

Igen, ville en form for reference bibliotek hjælpe til forudsigelse om specifik størrelsesklasse. Da med en FWHM analyse af 2 stjerner kan man kun sige om en stjerne er større end den anden, og vice-versa.

Stjerne	H β FWHM	Deduceret størrelsesklasse	Tabelværdi
Vega	72Å	n/a	Va
PSR J1911-5958A komponent	41,4Å	>Va	VII

Ud fra vores data ville pulsaren's binære komponent forudsiges til at være en større stjerne end Vega, dog hvis vi kigger på tabelværdier stemmer dette dog ikke.

Denne forskel skyldes sandsynligvis brugen af forskelligt udstyr til målingerne. Jo mere optisk præcist et instrument bliver, jo mindre vil linjeudbredningen som følge af upræcis optik være. Til målingen af Vega blev der brugt et standard 135mm objektiv, og et monokromt kamera, mens der til målingen af PSR J1911-5958A's komponentstjerne blev brugt professionelt videnskabeligt udstyr.

Dette understreger vigtigheden i at bruge det præcist samme udstyr til komparative FWHM målinger.

15 Konklusion

Stjerner's spektra kan analyseres med mange forskellige metoder. Simpel UBVRi spektroskopi kan bruges til at analysere flere stjerner på en gang, men giver kun en ide om stjernernes temperatur. Analyse af stjerner's spektra med et optisk gitter eller prisme spektroskop kan bruges til at finde flere af stjernen's karakteristika, såsom størrelse, og placering på HR-diagrammet. Dog kræver dette enten teoretiske beregninger af spektrallinjer's placering, eller jord-basere spektroskopiske analyser af forskellige

grundstoffer's, og i koldere stjerner's tilfælde, molekyler's spektra.

Ud fra analyserne af stjernerne kan det konkluderes at spektrallinjer er en god metode til at analysere stjerner's karakteristika. Analyse af intensiteten af spektrallinjer giver en god ide om en stjernes temperaturklasse, dog skal der opbygges et reference bibliotek af kendte stjerner med den specifikke spektroskopioptstilling for at kunne bestemme en ukendt stjerne's temperatur præcist med samme spektroskopiske opstilling.

Dette var især synligt i analysen af Vega og Rigel, hvor den specifikke spektralklasse ikke kunne bestemmes, da forskellen i disse to stjerner's spektra kun var Balmer serien's intensitet.

Et referencebibliotek er især vigtigt til analyse af stjerner's størrelsesklasse, da FWHM målinger er mere følsomme overfor ændrede optiske opstillinger end forskelle i spektrallinjers intensitet er.

Dette var evident ved analysen af Vega og CE Cam, til sammenligning med analysen af Vega og PSR J1911-5958A WD. Vega og CE Cam's størrelse kunne bestemmes relativt, hvor analysen korrekt fandt frem til at CE Cam var en større stjerne end Vega, med en mere diffus fotosfære. I Vega og PSR J1911-5958A WD analysen viste Vega's $H\beta$ linje at have en større FWHM, på trods af at Vega's atmosfære er meget mere diffus end PSR J1911-5958A WD.

Analyse af en stjerne's temperatur kan bestemme dennes placering på den vandrette akse af Herzprung-Russel diagrammet, imens en analyse af en stjerne's størrelse kan bestemme placeringen på den lodrette akse af Herzprung-Russel diagrammet, når det er taget i betragtning sammen med stjernens temperatur, da en stjerne's luminositet er en funktion af både størrelsen, og temperaturen.

16 Perspektivering

Mere præcise resultater fra spektralanalysen kan opnås ved at opbygge et referencebibliotek der dækker både temperaturklasser, og størrelsesklasser med den brugte spektroskopiopsætning. Hvis vejret i løbet af månederne hvor opgaven skulle skrives havde været bedre, kunne et referencebibliotek opbygges. Dog var dataindsamlingen begrænset til nogle få klare nætter. Der kunne også gøres beregninger på andre grundstoffer end brint for at finde spektrallinjers placering præcist, da der i tilfælde af fx. titanium oxid ikke var præcise tal på nogle af spektrallinjernes bølgelængder.

Med et kamera der har tilgængelig spektralrespons data kunne stjerner's λ_{max} bestemmes, og gennem Wien's lov kunne F, G, K og M stjerner's temperatur bestemmes præcist, dette vil dog kræve en relativt stor investering i projektet.

Analysen af spektrallinjers FWHM kunne gøres mere præcis ved igen at bruge et kamera med et tilgængeligt spektralrespons dataset kunne en sortbølgekurve fittes til ens data, og spektrallinjers intensitet kunne måles mere præcist.

Beregninger af mængden af ikke-ekciterede, exciterede, og ioniserede atomer/molekyler i en stjerne's fotosfære ved en given temperatur kunne også belyse sammenhængen mellem spektrallinjers intensitet, og temperaturklasser.

References

- [1] In: 432.1 (Feb. 2005). DOI: 10.1051/0004-6361:20041125. URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/20041125>.
- [2] F. Verbunt C. G. Bassam N. H. van Kerkwijk D. Koester. *The masses of PSR J1911-5958A and its white dwarf companion*. 2006. DOI: 10.1051/0004-6361:20065181.
- [3] Kent. *Energy, Wavelength and Electron Transitions*. URL: <http://www.kentchemistry.com/links/AtomicStructure/waveenergy.htm>. (accessed: 16.11.2022).
- [4] Lars Egstrøm Kristensen. *Astronomien's fundament: Lys og stråling - del 3*. URL: https://sid.erda.dk/share_redirect/cqdKjTyQAs/Part2_Lecture1/lecture1_c.m4v.
- [5] *Lecture 12: The Classification of Stars*. URL: https://sites.ualberta.ca/~pogosyan/teaching/ASTRO_122/lect12/lecture12.html.
- [6] Max Karl Ernst Ludwig Planck. *The theory of heat radiation*. 1914. URL: <https://archive.org/details/theoryofheatradi00planrich/page/6/mode/2up>.
- [7] *SPECTRAL CLASSIFICATION OF STARS*. URL: <http://www.eudesign.com/mnems/startemp.htm>.
- [8] Georgia State University. *Hydrogen Like Atoms: Sodium*. URL: <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/quantum/sodium.html>. (accessed: 16.11.2022).
- [9] Georgia State University. *HyperPhysics - Light and Vision - Diffraction Grating*. URL: <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/phyopt/grating.html>.
- [10] San Diego State University. *Wien's Law*. URL: https://wwelsh.sdsu.edu/~wwelsh/CLASSES/ASTROBIO/LECTURES/wien_law.pdf. (accessed: 16.11.2022).
- [11] W. L. Wiese and J. R. Fuhr. *Accurate Atomic Transition Probabilities for Hydrogen, Helium, and Lithium*. Sept. 2009. DOI: 10.1063/1.3077727. URL: <https://doi.org/10.1063/1.3077727>.