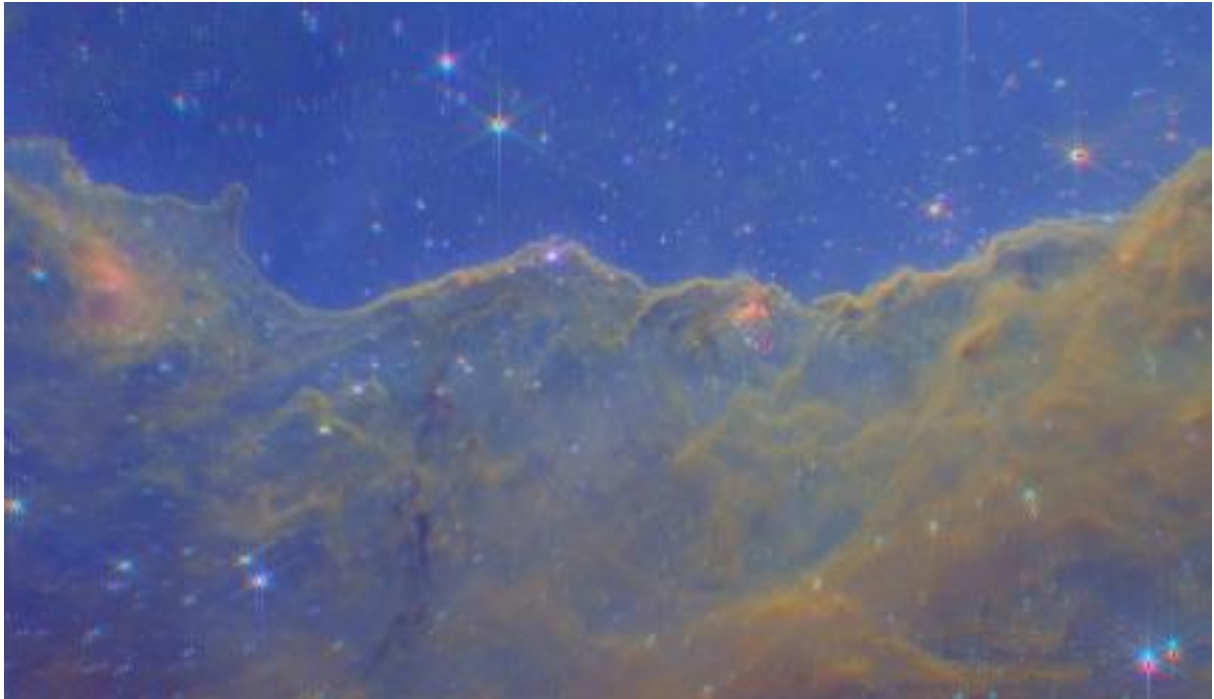




SOP – STJERNEUDVIKLING

Fysik A – Programmering C



21. DECEMBER 2022

HENRIK HOANGKHANH HUYNH – 20HTXSM

Vejledere: Michael Brammer Sillassen & Jørn Sanggaard

Titelblad

Fag: Fysik A & Programmering C

Vejledere: Michael Brammer Sillassen & Jørn Sanggaard

Antal sider: 21 sider

Antal anslag: 38716 anslag

Resumé

Dette er et tværfagligt projekt, som indebærer viden indenfor fysik på A niveau og programmering på C niveau. Hovedemnet for projektet var at undersøge stjerneudvikling i dets forskellige processer, samt de forskellige egenskaber stjernen havde i de forskellige stadier. Teorien bag stjernernes udvikling kunne forklares som en 4 skridt proces gående fra stjernedannelse til hovedseriefasen, kæmpestjernefasen og til sidst stjernedød. Stjerner har i hver af disse processer forskellige størrelser og energikilder, hvori den mest energiske er fusionsprocessen, som sker i stjernens kerne fra og med hovedseriefasen.

Stjernernes historie kunne fortælles ud fra deres egenskaber, som der blev observeret gennem lysspektre. Lysspektre kan fortælle om stjernens størrelse, temperatur og opbygning. Der kunne også blive dannet en sammenhæng mellem disse lysspektre og stjernens farve, hvilket blev kategoriseret i noget kaldet spektralklasser. Disse spektralklasser gav derefter anledning til at opstille et diagram ud fra farve, temperatur og lysstyrke, hvilket fik navnet Hertzsprung-Russell diagram, eller HR-diagram.

Denne viden om stjerner blev anvendt til selv at udvikle et program, som kunne hjælpe med at analysere og kategorisere stjerner. Programmet blev udviklet gennem en proces bestående af først at opstille konceptet omkring programmet og derefter at programmere det, og føre det ud i virkeligheden. Den overordnede funktionalitet og strukturering af programmering blev opstillet i en pseudokode. Programmets funktioner og processer blev også visualiseret i et flowdiagram, som kunne give et overblik over programmet.

Under udviklingen af programmet gik den gennem en række ad-hoc og strukturerede tests, som viste at programmet var funktionelt men ikke ideelt.

Programmet kunne producere billeder ud fra James Webbs, som gav mulighed for at identificere nogle af stjernernes spektralklasser og dermed fysiske størrelser. Dog var det ikke lige så klart at identificere de forskellige objekter i programmets billede, som det var på NASAs billeder.

Det konkluderes derfor, at projektet er fyldestgørende for forståelse af stjerners egenskaber i forskellige stadier af udvikling, men at programmet ikke kunne blive udarbejdet til en tilfredsstillende grad i denne opgaves omfang.

Indholdsfortegnelse

Titelblad	1
Resumé	2
Indledning	4
Redegørelse	4
Teori	4
Lys og lysspektre	4
Dopplereffekten	6
Størrelsesklasser	6
Observationstyper	7
Hertzsprung-Russell Diagrammet	8
Stjerners udvikling og fusionsprocesser	9
Stjernerne	9
Hovedseriefasen	10
Kæmpestjernefasen	11
Stjernerød	12
James Webb Rumteleskopet	14
Dokumentation for program.....	16
Design.....	16
Implementering	16
Pseudokode.....	16
Flowdiagram.....	17
Test og fejlfinding.....	18
Empiri	20
Analyse.....	21
Refleksion.....	22
Konklusion.....	23
Bibliografi	24
Bilag.....	25
Bilag 1 – Kildekode	25

Indledning

Siden universets begyndelser har der været mange faktorer på spil, som har gjort hele vores eksistens mulig. En af de vigtigste ting ser vi på hver dag både på nattehimlen og fuldt dagslys, nemlig stjerner. Solen i sig selv er en stjerne, der har givet os energi til at opfostre alt livet på jorden. Stjernerne stopper dog ikke, som en kilde til liv her, da det også med videnskabeligt belæg siges, at vi alle er lavet af stjernestøv. Disse himmellegemer huser evnen til at fremskaffe alt der nogensinde har eksisteret og vil eksistere i universet. Hvis man får nok information om deres fysiske egenskaber som temperatur, størrelse og opbygning, er det muligt at udforske både universets fortid og fremtid. Spørgsmålet er hvordan man studerer og kategoriserer stjerner op til flere milliarder lysår fra os, og hvordan finder man i så fald effektivt et specifikt mål at studere nærmere på?

For at svare på dette skal der arbejdes med en række underspørgsmål som lyder:

- Hvad er lysspektre og hvordan bruges de i astronomiske sammenhænge?
- Hvad fortæller stjerners farve om deres egenskaber?
- Hvilke egenskaber har stjerner i forskellige stadier i deres udvikling?
- Hvordan tager rumteleskoper såsom James Webb billeder af stjerner, og hvordan processeres de?
- Kan automatisk farvelægning/billedprocessering ske hurtigt og præcist nok til at assistere i astronomisk analyse?

Redegørelse

Teori

Lys og lysspektre

Lys beskrives ofte efter bølgemodellen som elektromagnetiske bølger. Her beskrives lysbølger baseret på deres bølgelængde, hvorefter de kan placeres på det elektromagnetiske spektrum. Den anden måde, hvorpå man kan opfatte lys, er som partikler kaldet fotoner. Fotoner indeholder mængder af energi i energikvanter, der bestemmes som:

$$E = h \cdot f$$

hvor forholdet mellem frekvens og bølgelængde kan beskrives som $c = f \cdot \lambda$.¹ Energien i fotonen øges da med en højere frekvens, hvilket svarer til en mindre bølgelængde.

Denne fotonenergi kan udsendes af elektroner i et atom, når de foretager et kvantespring. Kvantespring er når elektroner bevæger sig fra et højt energiniveau til et lavt energiniveau, antaget at de har en stabil tilstand i atomet.² Elektroner i atomer laver disse kvantespring og udsender stråling i specifikke bølgelængder. Disse specifikke udstrålinger kan ses gennem spektroskoper som spektrallinjer og bruges til at detektere stoffer. Et af de spektrallinjer der oftest observeres er Hydrogens, som kan ses i Figur 1. Når der kigges på stjerner, laver de processer i kernen, som opvarmer resten af atomerne i stjernen, hvilket giver dem energi til at udgive stråling.

¹ (Holck, Kraaer, & Lund, 2011), s. 192-200

² (Holck, Kraaer, & Lund, 2011), s. 204



Figur 1: Hydrogens spektrallinjer indenfor det synlige lys, også kaldt Balmerserien (kilde: (NASA, Imagine The Universe! - Spectral Analysis, 2013))

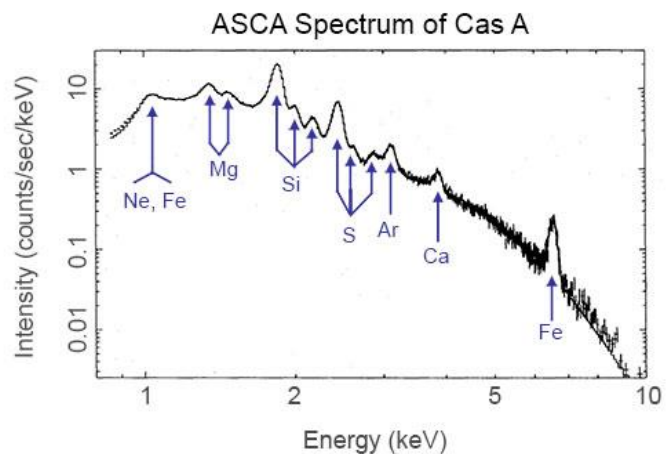
Udover dette kan elektroner også udsende fotonenergi gennem stråling på 3 andre måder. Disse er synkrotronstråling, bremsstrahlung og stråling gennem Comptoneffekten, dog er forskellen på dem og kvantespring, at disse giver kontinuerer emissionsspektre mens kvantespring giver diskrete. Derudover indebærer disse også, at elektronerne har superrelativistisk energi og bliver accelereret til nær lysets hastighed.

Synkrotronstråling forekommer når elektroner bevæger sig ind i et stærkt magnetfelt. Magnetfeltet tiltrækning får elektronen til at accelerere og bevæge sig i en cirkulær bane. Dette giver elektronen mere energi, som udsendes som stråling.³

Bremsstrahlung eller bremsestråling sker når elektroner tiltrækkes af et atom eller andet magnetfelt uden at blive fanget. Elektronen vil da ændre retning og blive bremsset (sænke hastighed), hvorefter den mistede energi udsendes som stråling.⁴

Comptoneffekten er når en foton ændrer bølglængde efter at have kollideret med en elektron, hvilket ændrer elektronens hastighed. Kollisionen resulterer i en energioptagelse eller -afgivelse mellem elektronen og fotonen, som efterlader fotonen med en anden bølglængde.⁵

Disse kontinuerer spektre kan sammensættes med de diskrete spektre lavet ud fra spektrallinjer for at skabe et spektrum med udseende som i Figur 2.



Figur 2: Røntgen spektrum af stråling fra resterne af en supernova (kilde: (NASA, 2013))

Da dette som sagt kræver superrelativistisk energi, opstår disse fænomener kun naturligt i rummet, hvor der kan forekomme ekstreme forhold pga. sorte huller og supernovaer.

Det høje energiniveau resulterer, jf. forholdet tidligere beskrevet, i kortere bølglængder, og dermed, at der kun forekommer gamma- og røntgenstråling. Det kan derfor bruges til at detektere energitætte objekter. Lys skifter typisk også til højere bølglængder, jo længere kilden er fra os, hvilket skaber endnu et problem. Dette skyldes et koncept kaldes rødforskydning.

³ (Nielse & Als-Nielsen, 2009)

⁴ (Birkelind, u.d.)

⁵ (NASA, 2013)

Dopplereffekten

Den overordnede effekt som ændrer bølgelængde baseret på afstand kaldes dopplereffekten. Konceptet bag effekten er, at et atom i hvile relativt til observatøren udgiver lys i en såkaldt laboratoriebølgelængde (λ_0). Rødforskydning forekommer, når atomet bevæger sig væk fra observatøren, hvilket udstrækker bølgelængden og gør, at den observerede bølgelængde er længere. Omvendt kaldes det blåforskydning når atomet bevæger sig mod observatøren og gør bølgelængden kortere. Forholdet mellem lysets bølgelængde (λ) og atomets hastighed (v) beskrives således:

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v}{c}$$

Denne formel kaldes Dopplers lov.⁶ Dette koncept ville også gælde for andre bølgetyper, såsom lydbølger. I så fald ville man da bruge lydens hastighed og ikke lysets.

Indenfor astronomien ses effekten ved observation af nærmest alle legemer. Dette skyldes henholdsvis tyngdekraften mellem galakserne og universets udvidelse. Da universet udvider sig, bevæger nærmest alle galakser væk fra jorden og observeres til at rødforskydning. Dog ses nogen, som at have blåforskydning pga. tyngdekraften, som trækker os tættere på dem eller dem tættere på os. Dog resulterer summen af blåforskydning fra tyngdekraft og rødforskydning fra universets udvidelse normalvis i en netto positiv rødforskydning.⁷

Når der tales om denne effekt i astronomi, kaldes det derfor oftest bare for rødforskydning. Værdien for forskydningen benævnes normalt som z ($z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$). Stjernen skal dog være meget langt fra observatøren før rødforskydning har en stor effekt. En stjerne som ligger en million lysår fra observatøren vil nærmest ikke have nogen effekt. Når stjernen er på en distance for lyset, tager 1.29 milliarder år at nå observatøren ville stjernen allerede have bevæget sig lidt over 0.05 milliarder lysår fra sin originale position. Her ville z være lig 0.1.⁸

Størrelsesklasser

Mennesker har altid kigget på stjerner, hvilket ledte gamle grækere til at lave en klassificering af dem for nemmere identifikation. Der er så senere blevet brugt denne moderne viden om spektre og lys til at modernisere klassificeringerne. Stjernerne blev dengang inddelt i størrelsesklasser fra 1 til 6, hvor 1 var de klareste stjerner på himlen, og 6 var de svageste. Skalaen er dog udvidet, da man kan se meget længere med teleskoper i dag.

Moderne videnskab blev brugt til at opstille formler til beregning af stjerners lysstyrke på himlen kaldt den tilsyneladende størrelsesklasse m (magnitude). For at skelne mellem lysstyrken på stjerner tæt på og langt væk opstillede astronomer den absolutte størrelsesklasse M . Denne størrelsesklasse svarer til, at stjernen ligger 10 pc (parsec) fra observatøren, hvilket svarer til 32.6 lysår. Forholdet mellem disse to størrelsesklasser gives ved ligningen:

$$m - M = 5 \cdot \log_{10}(r) - 5$$

Disse størrelsesklasser blev udviklet i forlængelse med astrometri observationer, hvilket er når man måler positioner på stjernerne. Dette var den eneste form for astronomisk observation man tidligere kunne lave. Der findes dog nu to andre typer kaldt fotometri og spektralanalyse.

⁶ (Stub & Stub, 2020), s. 37

⁷ (Hale, 2017)

⁸ (LCO, n.d.)

Observationstyper

Fotometri betyder lysmåling og er når man måler lysstyrken af stjerner. Tidlig fotometri blev foretaget med fotografiske plader, men de kunne kun udnytte 2% af stjernernes lys. Nu bruges der dog CCD kameraer, hvilket er elektroniske kameraer, som kan udnytte op til 75%. Elektroniske kameraer indeholder en chip, som har op til millioner små pixels, der angiver en lysstyrke måling. Målingerne kan derefter behandles på en computer, hvilket er der farvelægning sker. Det er derfor ikke realistiske farver, men de giver et farvestrålende billede man kan kigge på og få et overblik over stjernerne.

Før lyset når hen til disse kameraer passerer de typisk en farvefilter. Filtrene kan vælges baseret på kendt viden om forholdene på stjernen man måler. Afstanden til stjernen kan have en effekt pga. rødforskydning, og stjernens temperatur kan have en effekt på bølgelængden, den vil udsende lys kraftigst i. Når filtrene produceres, er de ikke lavet til at lukke alle bølgelængder ud på nær én. De er derimod lavet til at have en række af bølgelængder indenfor noget kaldet en båndbredde. Jo flere filtre der tages billeder med jo bedre kan lysets spektrum specificeres. Billederne taget med forskellige filtre tages ikke på en gang, men individuelt hvorefter de sammensættes for at få helt komplet billede.⁹

Fysisk er lysstyrke eller -intensitet for stjerner et fysisk mål for amplituden af deres lysbølger. Amplituden viser den effekt det udstrålede lys har og måles derfor i watt. Lysstyrken kan bestemmes med formelen:

$$L = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4$$

Her er σ Stefans konstant, som har størrelsen $5.67 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 \cdot K^4}$. Derudover er R stjernes radius og T er stjernens overfladetemperatur. Denne konstant kommer fra Stefans lov som viser forholdet mellem en stjernes temperatur og flux:

$$F = \sigma \cdot T^4$$

Flux er et mål for lysstyrken på et areal og måles i W/m^2 .

Stefans lov og formelen for lysstyrke bruges dog normalvis ikke. I stedet bruges forholdet mellem stjernen og solen. Ved division får man da disse formler:

$$\frac{F}{F_{\odot}} = \left(\frac{T}{T_{\odot}}\right)^4$$

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^2 \cdot \left(\frac{T}{T_{\odot}}\right)^4$$

Symbolet \odot er et symbol for solen og bruges når der er tale om solens størrelser.¹⁰

Den sidste observationstype, spektralanalyse, er når man kigger på stjernernes lysspektre. Som tidligere beskrevet giver disse spektre indsigt i stjernens kemiske opbygning. Dette giver muligheden for at bestemme andre egenskaber som temperatur og størrelsen af magnetfeltet.¹¹

⁹ (Stub & Stub, 2020), s. 41-53

¹⁰ (Stub & Stub, 2020), s. 30-31

¹¹ (Stub & Stub, 2020), s. 52

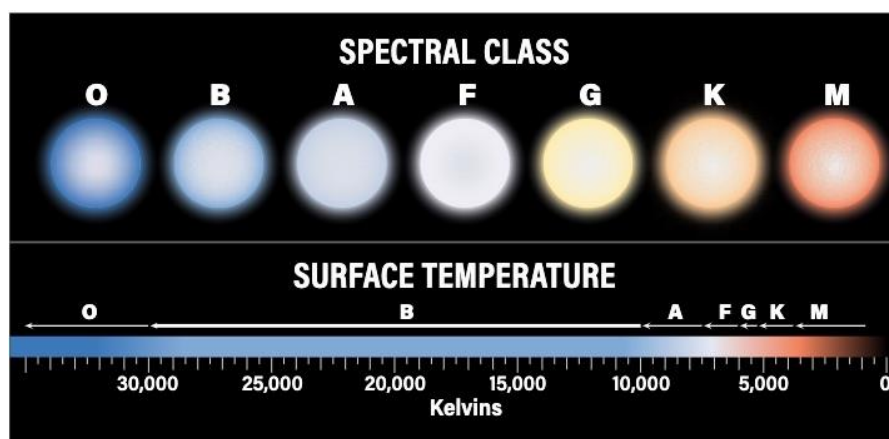
Hertzsprung-Russell Diagrammet

Udover størrelsesklasser, er stjerner også blevet klassificeret alfabetisk efter intensiteten af brintlinjerne i deres spektre. Det blev dog besluttet, at det var mere praktisk at sortere og kategorisere dem i såkaldte spektralklasser. Navnekonventionen blev vedligeholdt, men rækkefølgen blev til det, som kan ses i Figur 3. Stjernernes masse, temperatur, størrelse og lysstyrke falder, jo tættere på M i rækkefølgen. Omvendt stiger størrelserne jo tættere på O stjernen er. Derudover kan det også ses i figuren, at der er en gradvis ændring i farven fra blå til hvid til rød i rækkefølgen.

Egenskaberne for stjernerne i hver spektralklasse kan generelt repræsenteres med følgende værdier.

Type	Masse (M_{\odot})	Temperatur [K]	Radius (R_{\odot})	Lysstyrke (L_{\odot})
O	60.0	50000	15.0	1400000
B	18.0	28000	7.0	20000
A	3.2	10000	2.5	80
F	1.7	7400	1.3	6
G	1.1	6000	1.1	1.2
K	0.8	4900	0.9	0.4
M	0.3	3000	0.4	0.04

Selvom de overordnet kan klassificeres som sådan, er der meget variation for hver klasse. Der er derfor underklasser for hver klasse, som er nummeret fra 0 til 9 således, at temperaturen falder mod 9.¹²



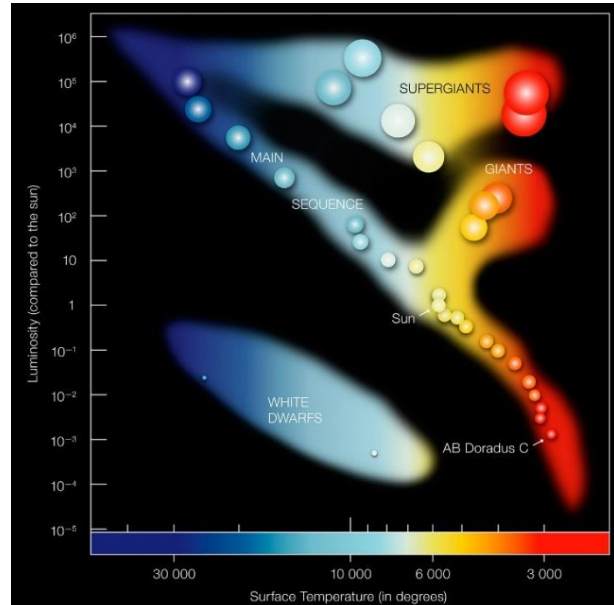
Figur 3: Diagram over spektralklassernes rækkefølge samt tilhørende temperatur (Kilde: (Chaple, 2021))

¹² (Stub & Stub, 2020), s. 204-205

Stjernerne kan yderligere sorteres ud fra spektralklasserne og indsættes i en graf med temperatur og lysstyrke. En sådan graf kaldes et Hertzsprung-Russell diagram, eller HR-diagram, kan ses i Figur 4. Det HR-diagrammet viser er, at stjernerne kan inddeles i 4 hovedgrupper: Hovedserie, kæmper, superkæmper og hvide dværge. Diagrammet viser at mængden af stjerner i det område, der kaldes hovedserien, er meget større end alle andre. Det kan også ses, at langt de fleste af hovedseriestjernerne er rødlige og falder under spektralklasserne G, K og M jf. Figur 3. Der kan vha. stjernens spektre bestemmes, hvilken gruppe de tilhører. Dette har givet anledning til luminositetsklasser, som er nummeret med romertal fra I til V på følgende vis:

- I Superkæmper
- II Klare kæmpestjerner
- III Kæmpestjerner
- IV Subkæmper
- V Dværgstjerner (hovedseriestjerner)

Stjerner forbliver ikke i samme gruppe for altid, da de udvikler sig meget gennem deres liv. Udviklingen foregår længst tid i hovedserien, men alt efter masse ændrer stjernen egenskaber og følger et udviklingsspor, som kan optegnes på et HR-diagram.¹³



Figur 4: HR-diagram med temperatur på x-aksen og relativ lysstyrke ift. solen på y-aksen (kilde: (ESO, 2007))

Stjerner udvikling og fusionsprocesser

Stjerner udvikler sig gennem 4 overordnede faser som kan beskrives som: stjernedannelse, hovedseriefasen, kæmpestjernefasen og stjernedød. Anden fase her kaldt hovedserien har samme navn som den primære gruppe i det forrige nævnte HR-diagram, da der er tale om samme samling af stjerner.

Stjernedannelsen

Stjernedannelsen sker ved at gassen i en stjernetåge trækker sig sammen. Sammentrækningen frigør en mængde gravitationsenergi, som kan beregnes til en størrelsesorden ud fra gasskyens slutradius (R) og masse (M):

$$E \approx \frac{G \cdot M^2}{R}$$

Halvdelen af energien frigives som stråling, mens den anden frigives ved opvarmning af gassen. Når gassen opvarmes, udvides den, hvilket sænker hastigheden af sammentrækningen. For ikke at stoppe sammentrækningen helt, skal der udgives energi fra stjernetågen. Dette sker gennem sammenstødninger af molekylerne i tågen, da det forårsager, at de optager energi for at rotere og vibrere. Deres nyfunden bevægelse giver dem evnen til at udgive energi igen gennem udsendelse af stråling. Processen vil ske gennem få millioner år, hvorefter den såkaldte protostjerne går over i hovedseriefasen.¹⁴

¹³ (Stub & Stub, 2020), s. 206-209

¹⁴ (Stub & Stub, 2020), s. 181-182

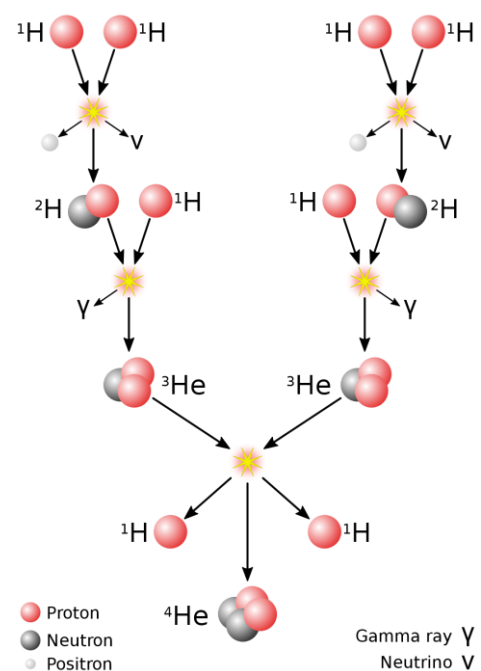
Hovedseriefasen

Hovedseriefasen er som sagt den længste fase i de nu kaldte dværg- eller hovedseriestjerner liv. De udgiver her energi gennem en såkaldt fusionsproces med brint, som bliver omdannet til helium. I denne fase er stjernen i en stabil ligevægt, hvor gassen udvider sig gennem varme fra fusionsprocessen, og tyngdekraften trykker gassen en tilsvarende mængde tilbage ind i stjernens centrum.¹⁵

Fusionsprocessen sker her gennem pp-processen (proton-proton-processen) for stjerner med en masse som solen. Processen kan ses visuelt opstillet i **Fejl! Henvisningskilde ikke fundet.**, hvor den starter med to hydrogenkerner (protoner), som slår sig sammen til et stof kaldet deuterium (${}^2_1\text{H}$) eller tung brint. Restproduktet af dette er en positron (${}^0_1e^+$) og en neutrino (ν). Som det kan ses, sker dette for to hydrogenkernerpar, for, at der kan komme 2 helium-3 atomer, som hver mangler en neutron, der slår sig sammen for at få et mere stabilt helium-4 atom. Positronerne fra første delproces annihilerer når de kommer i kontakt med normale elektroner, hvilket skaber gammastråling

(${}^0_1e^+ + {}^0_{-1}e^- \rightarrow 2\gamma$). Neutrinoerne har derimod ingen betydelig reaktion.

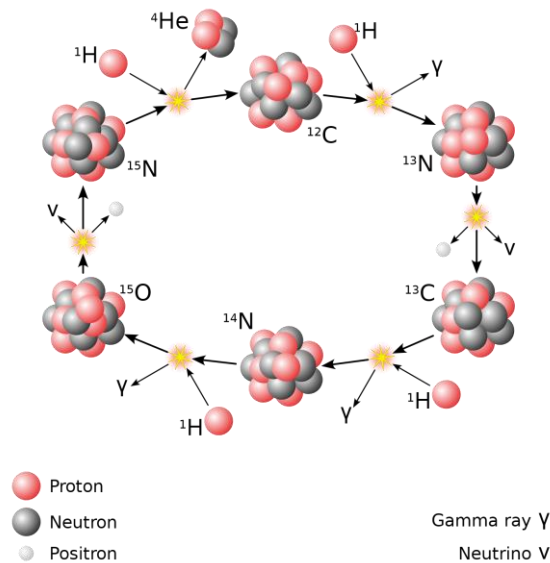
Stjerner som har en højere masse og temperatur end solen, kan dog lave fusion gennem CNO-cyklussen. Denne proces kan ses i Figur 6 og skaber i modsætning til pp-processen ingen deuterium. Processen katalyseres i stedet af et karbonatom, som skaber en cyklus med en hydrogenkerne, som skiftevis danner nitrogen og oxygen. Slutproduktet er dog stadig det samme for begge processer, da CNO-cyklussen også danner et heliumatom og 2 positroner som udstråler gammafotoner.¹⁶



Figur 5: Visuel afbildning af pp-processen
(kilde: (Sarang, 2016))

¹⁵ (Stub & Stub, 2020), s. 182-183

¹⁶ (Andersen, u.d.)



Figur 6: Visuel afbildning af CNO-cyklussen (kilde: (Borb, u.d.))

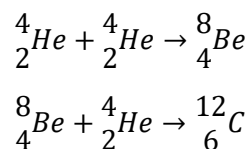
Udover kerneprocessen i stjernerne har deres masser også betydning for deres levetid i hovedseriefasen. Tunge stjerner vil udvikle sig hurtigere, hvilket vil sige at deres levetid er kortere. Levetiden i hovedseriefasen kan beskrives med følgende formel:

$$t = t_{\odot} \cdot \frac{M/M_{\odot}}{L/L_{\odot}}$$

Levetiden udregnes vha. kendte værdier for solens levetid i hovedseriefasen (t_{\odot}), som er 10 milliarder år, samt solens masse (M_{\odot}) og lysstyrke (L_{\odot}).¹⁷

Kæmpestjernefasen

Når levetiden i hovedserien udløber og der ikke længere er en tilstrækkelig mængde hydrogen til at omdanne det til helium begynder kæmpestjernefasen. I en periode efter mængden af hydrogen er blevet opbrugt, bliver der ikke dannet nyt energi, da der selvfølgelig ikke kan dannes helium, og forholdene ikke er tilstrækkelige til at udføre den næste fusionsproces. Denne næste fusionsproces kræver en temperatur på 100 millioner °C, mens hovedseriefasen blot krævede 10-20 millioner °C. I perioden, hvor der ikke forekommer kerneprocesser, bliver stjernen sammenpresset af sin tyngdekraft. Dette giver anledning til højere tryk og temperatur og dermed den næste fusionsproces. Processen kaldes triple-alfa-processen og foregår ved at 3 heliumkerner (alfapartikler) bliver omdannet til en karbonkerne. Den kan beskrives som følgende:



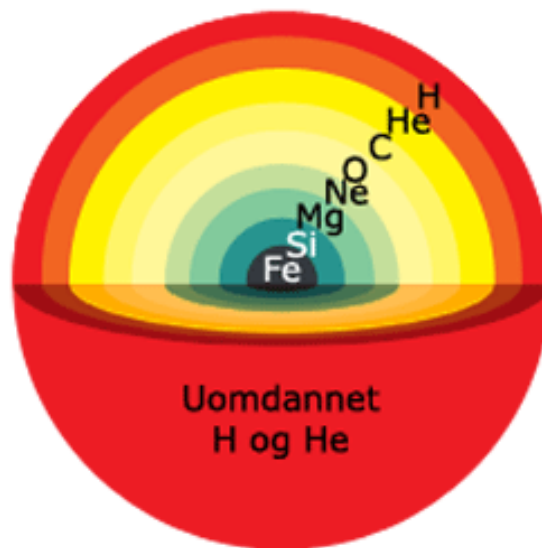
Det er svært for denne proces at foregå, da beryllium henfalder til 2 alfapartikler efter 10^{-16} sekunder. Derudover er processen heller ikke effektiv og udvikler kun $5.8 \cdot 10^{13} \text{ J/kg}$, svarende til 10% af fusionen fra hydrogen til helium. Under processen udvider stjernen sig, hvilket gør at overfladetemperaturen falder. Stjernen er da blevet til en rød kæmpestjerne. Denne fase kan også ses lidt over hovedserien i HR-diagrammet (**Fejl! Henvisningskilde ikke fundet.**). Allerede ved

¹⁷ (Stub & Stub, 2020), s. 184

hydrogenfusionen opførte stjerner med forskellige masser sig lidt forskellig, men med samme resultat. Her er det dog meget anderledes.

Stjerner lettere end solen, vil have et så stort indre tryk, at idealgasloven ikke længere ville gælde. Dette gør at tryk og i forlængelse volumen forbliver konstant mens temperaturen stiger pga. heliumfusionen. Fusionen sker da så voldsomt, at der kommer et såkaldt heliumflash, hvor energiproduktionen løber løbsk. Resultatet bliver en tilstand, hvor den heliumholdige kerne opfører sig som et metal. Efter noget tid vil forholdene dog stabiliseres, idealgasloven vil igen gælde og stjernen ender med en kerne, som har en løgstruktur bestående af karbon efterfølgende af helium og dernæst hydrogen.

Stjerner tungere end solen, går derimod mere roligt i gang med heliumfusionen. Den ekstra masse tillader disse stjerner at komme meget længere med fusionen og når helt op til at kunne forbrænde karbon til jern. For hver fusionsproces bliver det indre trukket sammen, hvilket øger temperaturen og tillader næste proces. Tiden det tager processerne at forløbe tager ned til kun få dage. Tunge ender med at have en meget mere kompliceret løgstruktur, hvilket kan ses i Figur 7.



Figur 7: Visualisering af tung kæmpestjernes løgstruktur (kilde: (Andersen, u.d.))

En ting er dog tilfældet for både tunge og lette kæmpestjerner, hvilket er at de i dette stadie kun har nogle millioner år tilbage at leve i. Grunden til de ikke lever i lige så lang tid som i hovedseriefasen er, at de udsender flere tusinder gange kraftigere lys end solen, hvilket kræver en store mængde energi. Denne energi kommer fra kerneprocessen, men den er som sagt ekstrem ineffektiv ift. hydrogen-fusion, som der ikke længere sker ret meget af.¹⁸

Stjernerød

Ligesom ved hovedseriefasen vil lette stjerner have en længere levetid i kæmpestjernefasen. Mod sidste millioner år af fasen vil den dog være ustabil og meget variabel i lysstyrke og temperatur. Under kæmpestjernefasen blæser stjernevind stjernens egen atmosfære væk. Dette ender med at hele atmosfæren er blæst væk i en planetarisk tåge, og det eneste tilbage er en kerne bestående af karbon og evt. ilt fra heliumfusionen. Stjernen er nu blevet en hvid dværg, som også kan ses i HR-diagrammet. I denne fase kan stjernen ikke længere udføre kerneprocesser, og den har derfor ingen energikilde til at tilbagevirke tyngdekraft eller nedkøling af overfladen. Tyngdekraften vil presse

¹⁸ (Stub & Stub, 2020), s. 184-186

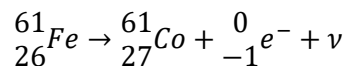
stoffet til en sådan tilstand at en cm^3 vil veje et ton.¹⁹ Efter flere hundrede million milliarder år efter en stjerne er blevet en hvid dværg vil den blive nedkølet til et punkt, hvor den ikke længere kan nedkøles eller udgive lys. Stjernen kaldes nu for en sort dværg. Dette er dog blot teoretisk da universet er under 14 milliarder år, så ingen hvide dværge har haft nok tid til at blive nedkølet til en sort dværg.²⁰

I modsætning møder tunge stjerner en mere voldsom død. Når disse superkæmper har fusioneret op til jern, kan fusionsprocessen ikke længere ske. Stjernen vil da sammenpresses af tyngdekraften og jernatomerne i kernen sammenpresses til alfapartikler. Dette bruger en stor mængde energi, hvilket giver anledning til en voldsommere sammentrækning. Sammentrækningen ender med et kollaps mod centrum af stjernen med en fart på flere tusinde km/s.

Kollapset frigør en så stor mængde energi på så kort tid, at der kommer en eksplosion kaldet en supernova, hvor stjernens øverste lag blæses ud i rummet. Supernovaen spreder sig i et område på størrelse af solsystemet på få dage, hvilket udleder en stor mængde varme. Lyset fra dette kan beregnes til at være kraftigere end alle mælkevejens stjerner til sammen ud fra følgende formel:

$$L = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4$$

Det som gør supernovaer vigtige, er at der i deres centrum foregår radioaktivt henfald. Under eksplosionen får kerneprocesserne de rigtige forholde til, at jern kan indfange neutroner og blive til isotopen Fe-61. Denne isotop kan blive det tungere stof kobolt gennem følgende proces:



Dette kan starte en kæde til at producere op til det tungeste naturlige stof, uran.²¹

Efter kollapset og supernovaen efterlades enten en neutronstjerne eller et sort hul. Neutronstjernen består af tætpakkede neutroner, hvilket er det tætteste form for stof der kendes. Disse neutroner fremkommer ved at elektroner bliver mast ind i protonerne.

Neutronstjernen stopper der, men hvis det bliver presset endnu tættere sammen til et enkelt punkt kaldt en singularitet. Vores nuværende fysiske forståelse kan ikke beskrives denne singularitet, men det siges at den har en uendelig masse og en radius på 0. Fra singulariteten er der dog en såkaldt Schwarzschild radius som er givet ved formelen:

$$R = \frac{M}{M_{\odot}} \cdot 3 \text{ km}$$

Denne radius går ud til begivenhedshorisonten, som er en afgrænsende, kugleskal omkring singulariteten. Når noget kommer indenfor begivenhedshorisonten, kan det ikke undslippe tyngdekraften selv ikke, hvis det er lys. Da der ikke kan komme information ud af et sort hul, er alt indenfor begivenhedshorisonten så at sige forsvundet fra universet.²²

¹⁹ (Stub & Stub, 2020), s. 186-187

²⁰ (Tillman, 2018)

²¹ (Stub & Stub, 2020), s. 191

²² (Stub & Stub, 2020), s. 189-190

James Webb Rumteleskopet

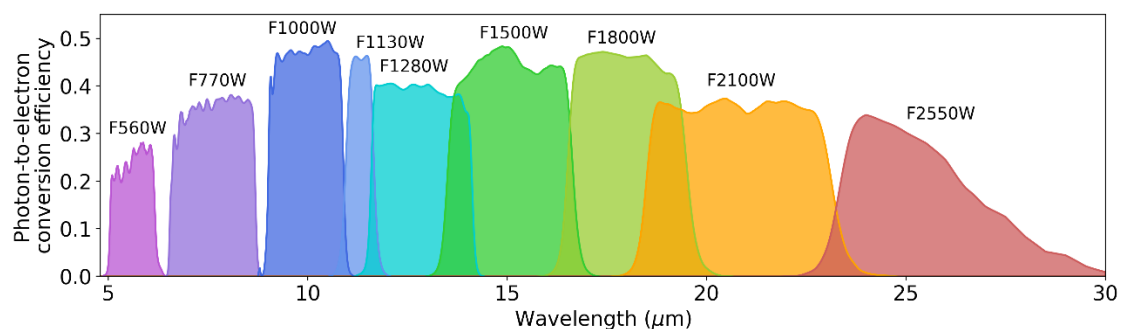
Alle disse himmellegemer og egenskaber er blevet foretaget både på jorden og i selve rummet gennem rumteleskoper. Ud af de tre observationstyper beskrevet i observationstyper afsnittet laver rumteleskoper både fotometri og spektralanalyse. Der tages udgangspunkt i James Webb rumteleskopet i programmet skrevet til denne opgave, tages der også udgangspunkt i den i følgende forklaring.

Webb blev sendt op med målet om at få en bedre forståelse for opbyggelsen af universet samt dets historie. Den Europæiske Rumorganisations (ESA) har konkretiseret spørgsmålene, som Webb vil forsøge at besvare, til at være "Hvordan så det tidlige univers ud? Hvornår fremkom de første stjerner og galakser? Hvordan udviklede de første galakser sig over tid? Hvad kan vi lære omkring mørkt stof og mørk energi? Hvor og hvordan former stjerner? Hvad bestemmer, hvor mange der dannes og deres individuelle masser? Hvordan dør stjerner, og hvilken indflydelse har deres død på deres omgivelser? Hvor og hvordan udviklede og kom planet systemer til?"²³

Dette gør den gennem observationer indenfor det infrarøde spektrum. I det infrarøde spektrum kan lys fra det tidlige univers ses pga. rødsiften på lyset fra stjernerne for milliarder år siden.²⁴

Sensorerne Webb bruger til at opfange lys ser ikke synligt lys, hvilket vil sige, at den også kan opfange de infrarøde lysbølger fra stjerner, som normalt ville være skjult af stjernetåger.²⁵

For at se med stor detalje er Webb udstyret med to forskellige instrumenter, som kan tage billeder: MIRI (Mid-InfraRed Instrument) og NIRCAM (Near-InfraRed Camera). MIRI har 10 farvefiltre, som virker indenfor bølgelængderne 4.4 μm til 29.5 μm . Båndbredderne for de forskellige filtre, samt navngivningen af dem kan ses i Figur 8.²⁶



Figur 8: Angivelse af båndbredder for forskellige farvefiltre til MIRI (kilde: (MIRI Filters and Dispersers, 2022))

Det andet instrument, NIRCAM, har 29 filtre, som virker indenfor bølgelængderne 0.6 μm til 5.0 μm , hvilket kan ses i Figur 9. I modsætning til MIRI, som kun opfanger infrarødt lys, går NIRCAM helt ned til det synlige lys.²⁷

De præcise operationelle bølgelængder og båndbredder for begge instrumenter kan ses på kildehenvisninger til de respektive afsnit ((MIRI Filters and Dispersers, 2022) og (NIRCam Filters, 2022)).

²³ (jwst, 2022), selvskrevet oversættelse fra engelsk til dansk

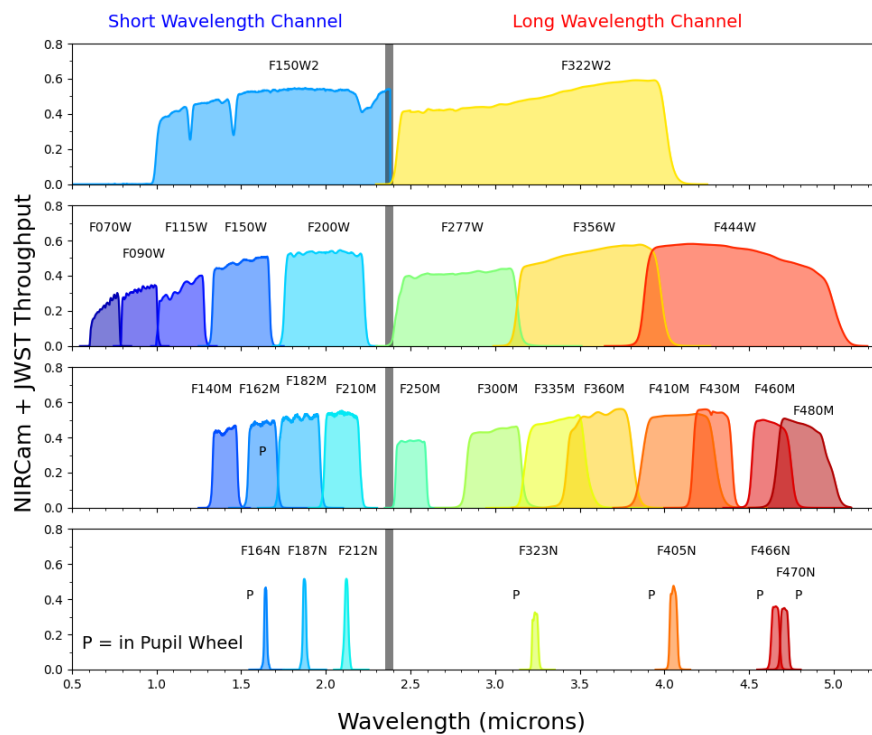
²⁴ (NASA, Early Universe, u.d.)

²⁵ (NASA, Star Lifecycle, u.d.)

²⁶ (MIRI Filters and Dispersers, 2022)

²⁷ (NIRCam Filters, 2022)

NIRCam Filters



Figur 9: Angivelse af båndbredder for forskellige farvefiltre til NIRCAM (kilde: (NIRCam Filters, 2022))

Dokumentation for program

Design

Ligesom i redegørelsen for rumteleskoper skal programmet tage udgangspunkt i James Webb teleskopet. Programmets funktion skal være at kunne få billeder fra Webb med forskellige filtre og sætte dem sammen for at skabe et farvebillede. Dette skal både kunne gøres med data fra MIRI og NIRCAM, hvilket kan fås fra MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes).²⁸

Farvelægningen skal ske uden bruger påvirkning på nær starten, hvor brugeren skal kunne angive filer med billede-data eller en mappe med filerne. Det endelige billede skal være ledsaget af en form for skala, hvori man kan se hvilke farver på billedet tilhører hvilken bølgelængde i virkeligheden, hvilket giver muligheden for hurtigt at kategorisere stjernerne nogenlunde vha. HR-diagrammet. Programmet skal helst kunne køre nogenlunde hurtigt uden at kræve for meget computerkraft, hvilket vil tillade den at køre processering af flere billeder over kort tid.

Implementering

Pseudokode

Programmet, som skal kunne gøre disse ting, er bygget op på struktureret vis og skal have flere funktioner, som kan sættes sammen for at få det endelige produkt. Koden skal følge en forudsigelig proces, som på forhånd er lagt ud i form af følgende pseudokode:

Programmet startes

Spørg bruger: "enkelt fil eller mappe"

Hvis mappe:

Tilføj alle fil-stier i mappe til array

Ellers hvis enkelt fil:

Gentag:

Tilføj fil-sti til array

Spørg bruger: "har du flere filer"

Hvis ja:

Bliv ved med gentagelse

Ellers hvis nej:

Stop med gentagelse

Gå gennem alle billede filer:

Få data:

Bestem hvilket instrument data er fra

Bestem hvilket filter dataet bruger

²⁸ (MAST: Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes, u.d.)

Lav fits fil om til billede fil

Normaliser billeder:

Lav normalisering på dataen med matplotlib

Beskær billede:

Skær sorte områder væk

Farvelæg billederne:

Farvelæg billederne ud fra deres bølgelængder med opencv

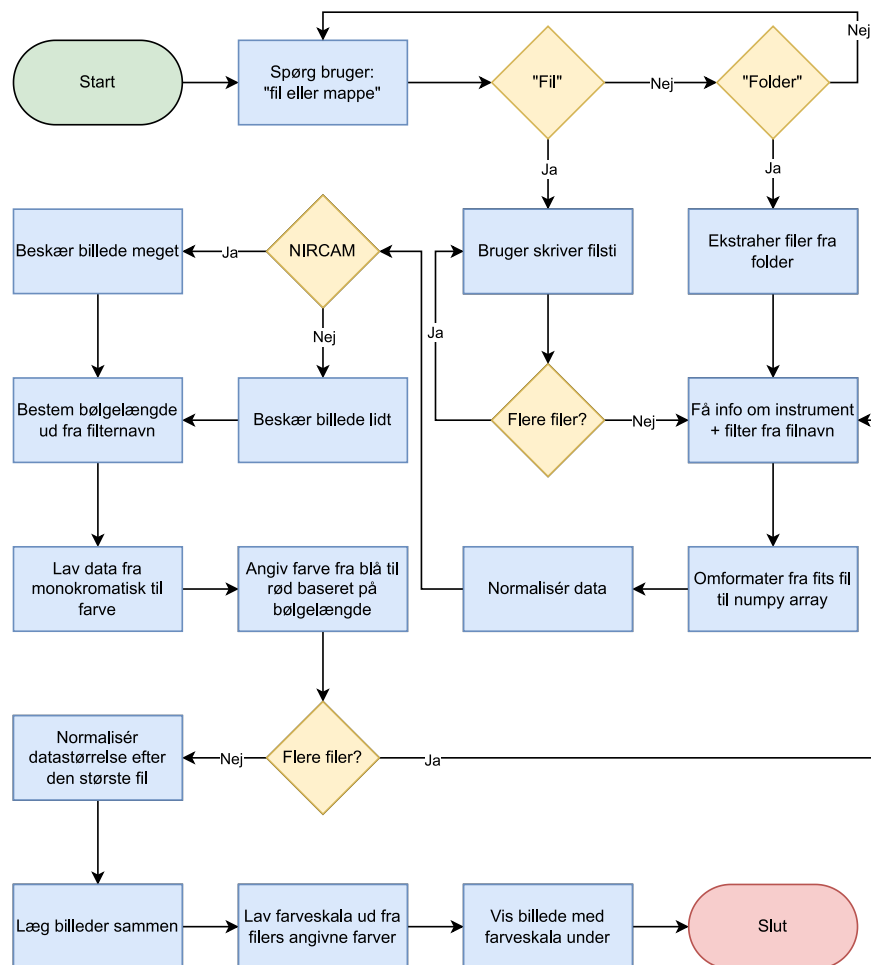
Normaliser størrelsen på alle billeder til det største billedes dimensioner

Sammensæt alle billeder

Lav referenceskala til farve ift. bølgelængde

Flowdiagram

Udover pseudokoden kan det overordnede program også opsummeres og visualiseres i et flowdiagram. Dette diagram kan ses i Figur 10. Diagrammet viser en klar rute, som processeringen tager, samt de forskellige underfunktioner, som de forskellige datafiler skal igennem, før der kommer et endeligt produkt ud.



Figur 10: Flowdiagram over programmet til farvelægning

Test og fejlfinding

Gennem hele udviklingsprocessen til dette program har der skulle være adskillige test, som har vise at programmet gjorde, hvad det skulle og for at fikse problemer til at nå det mål. Programmet blev delt op i forskellige funktioner indenfor en klasse, som det kan ses i bilag 1. Dette har gjort det muligt at isolere, hver underproces, hvis nogle af dem var mistænkte for at have skabt et problem når det opstod.

En af de anvendte metoder til test af forskellige funktioner i programmet var ad-hoc test. Brugere har ikke indflydelse på særligt mange funktioner under selve bruget af programmet, da alt man gør som bruger, er at indsætte filstier til billedfilerne, hvorefter programmet gør resten. Dog var der mange faktorer i programmet, som skulle kalibreres. Kalibreringen af forskellige faktorer, såsom størrelserne, som var multipliceret med lysværdierne for at få de endelige farver, var hovedsageligt gjort gennem ad hoc tests.

Strukturerede tests var dog også anvendt til at teste programmet igennem. Når der opstod fejl og det ikke var indlysende, hvor den opstod, blev debug-funktionen i Visual Studio Code brugt til mere dybt indgående at gå programmet igennem. Denne måde var struktureret således, at der blev fulgt en bestemt proces for, hver funktion som kunne have skabt problemet. Det der blev gennemgået var:

- Bliver funktionen kaldt rigtigt?
- Hvilke værdier ændrer funktionen på?
- Er det meningen at de skal ændres til det de bliver ændret til?
- Passer typerne i funktionen typerne de andre funktioner bruger?

I tilfældet af at svaret på alle disse spørgsmål er ja, betyder at det ikke var den funktion, der var skyld i problemet. Disse kriterier var lavet til dette program, da det oftest var de fejl, som opstod under ad-hoc test. Denne struktur virker derfor kun til dette program.

Udover struktureret test til fejlfinding, blev det også brugt til at se om programmet overholdt en række krav, som gjorde det brugbart. Disse krav så ud som følgende:

Kriterie	Succes
Kan sætte flere filer sammen til et billede	✓
Kan angive farver baseret på filtre	✓
Er kompatibel med MIRI og NIRCAM data	✓
Kan have gode kontraster for nem identificering af stjerner	X
Billeder justeret korrekt	X
Har ingen artefakter fra målefejl	X
Laver farver som forholdsvis passer med NASAs	✓
Kører hurtigt	✓
Kører effektivt	X

Som det kan ses, er det ikke alle kriterier den tilfredsstiller. Dog er de overordnede kriterier, som hovedfunktionaliteten kræver overholdt. De forskellige kriterier, som den overholdte var nok til at producere billeder, som vil blive vist i næste afsnit, men kravet om at køre hurtigt var kun tilnærmelsesvist overholdt. Det tog omkring 10 sekunder at køre pr. billedfil og med tiden det tog at fremvise selve billedet, endte programmet med at tage 1.5 minut om at processere et billede ud fra 6 filer. Dette var nogenlunde tilfredsstillende, men med flere eller større filer, kunne det komme til at blive for tidskrævende ift. hvordan resultatet ender med at være.

Derudover var effektiviteten af programmet ikke særligt tilfredsstillende, og dette ville også kun blive værre med mængde og størrelse af filerne. Det tog for de 6 filer op til 16 GB af computerens arbejdshukommelse (RAM) at køre processeringen. Dette ville være for krævende for de fleste computere.

Kravet om kontraster og justering af billeder går hånd i hånd, da dårlig justering af billede giver dårligere kontraster og mindre præcise farver. Da alle billedfiler ikke nødvendigvis var lige store, kunne blev de forskudt af hinanden, hvilket skabte problemer for det endelige billede.

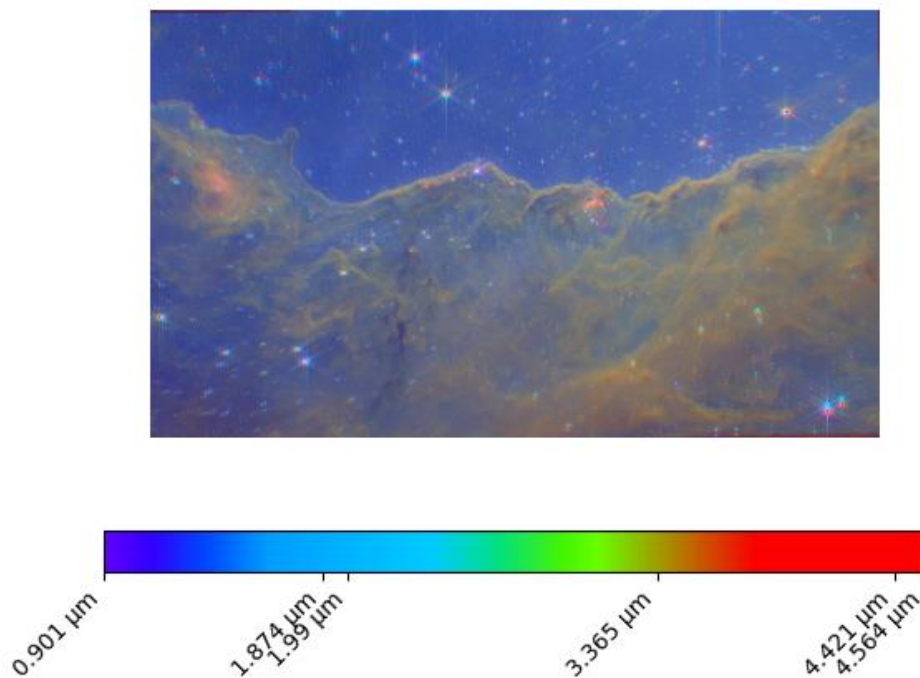
Til sidst var der artefakter fra billedfilerne, som kom fra de originale målinger. Dette kunne programmet ikke løse, hvilket betød, at de stadig kunne ses i det endelige produkt.

Alle disse uopfyldte krav kunne muligvis løses. Disse løsninger uddybes i refleksionsafsnittet.

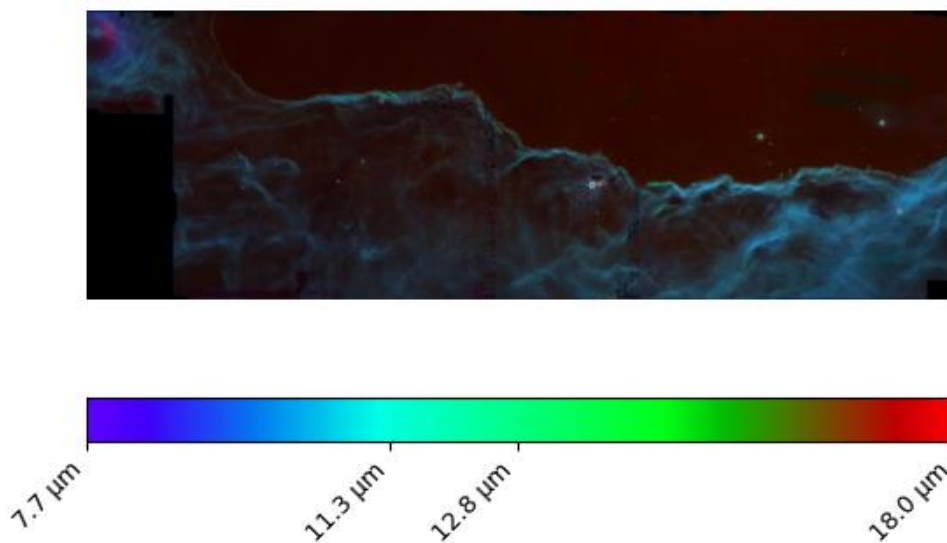
Empiri

Som tidligere beskrevet er det rådata som er blevet brugt i programmet anskaffet fra MAST. Efter det blev downloadet, blev fits filerne med "i2d" indlæst i programmet til farvelægning. Programmet er i dette eksempel blevet brugt til at processere Carinatågen og mere specifikt den del af tågen, som hedder "Cosmic Cliffs". Billedet af denne stjernetaåge er blevet taget med både NIRCAM og MIRI. Der kan derfor processeres og farvelægges 2 billeder.

Det farvelagte billede taget af NIRCAM kan ses i Figur 11, og det tilhørende billede til MIRI ses i **Fejl!** **Henvisningskilde ikke fundet.** I figurerne ses både billedet i toppen og en skala med forskellige farver i bunden. Farverne er her angivet med forskellige bølgelængder, hvilket viser de infrarøde bølgelængder, som farverne i billedet repræsenterer fra virkeligheden. Kildekoden til programmet som producerede disse billeder læses i bilag 1.



Figur 11: Færdig farvelagt billede af Cosmic Cliffs i Carinatågen taget af NIRCAM



Figur 12: Færdig farvelagt billede af Cosmic Cliffs i Carinatågen taget af MIRI

Analyse

Det kan ses i NIRCAM billedet i empirien (Figur 11), at Carinatågen har en forholdsvis orange farve, og at der over tågen er noget blå. Det blå må have meget indre energi, da det kan have en så høj frekvens og lav bølglængde. Da farverne bare er visuelle repræsentationer, betyder det at tågen faktisk hovedsageligt udgiver lys i en bølglængde på omkring $3.4 \mu\text{m}$ jf. farveskalaen under. I billedet taget af MIRI (Figur 12) kan det også ses, at tågen nu er blevet mere blå, og at det over tågen er rødt. Denne invertering af farverne skyldes, at de bølglængder MIRI tager billeder indenfor starter, hvor NIRCAM sluttede. Det røde i toppen af MIRI billedet, er derfor muligvis noget, som er så langt væk at det er blevet rødforskudt mod bølglængder på omkring $18 \mu\text{m}$.

Det er uklart ud fra farveinformation alene, hvilke stoffer der præcist befinder sig i de forskellige himmellegemer på billederne. Det kan dog ses på NIRCAM billedet, nogle af stjernerne er mere rødlige og andre mere blålige. Nogle rødlige og blålige stjerner er fremhævet i Figur 14Figur 13. Der kan altså stadig ses en forskel i fysiske egenskaber, da de rødlige stjerner må hælde mere mod at være M klasse stjerner, hvorimod de blålige må være tættere på O klasse stjerner. Da de overordnede spektralklasse kan ses, er det også muligt at se temperaturforskelle, hvor de rødlige naturligvis er koldere og de blålige varmere.

Nogle af stjernerne er også klart større og mere lysstærke i baggrunden. Disse er derfor bedre kandidater at kigge efter, hvis man leder efter ældre stjerner, som potentielt er i deres kæmpestjernefase. Dog er størrelse og lysstyrke mere af en antagelse, da distance ikke som sådan kan bestemmes ud fra et stillbillede alene. Inde i selve stjernetågen er der også adskillige stjerner med forskellige udseende og dermed egenskaber. Inde i stjernetågen kan det dog antages, at der er mange nye og unge stjerner. Det er derfor ikke kæmpestjerner man kigger efter her, men stjerner som potentielt kunne ligne vores sol ift. spektralklasse eller potentielle fremtidige tunge kæmpestjerner.



Figur 13: NIRCAM billede med fremhævede røde og blå stjerner

Refleksion

Programmet lykkedes i at fremstille et billede, som med teorien beskrevet under redegørelsen, kunne beskrive nogle af stjerner på billedets egenskaber. Det kan dog tydeligt ses, at den manuelle farvelægning fra NASA, som kan ses i Figur 14, er meget mere levende og tydelig i dens farver. Kontrasterne hjælper også med at identificere enkelte stjerner, som i det automatisk producerede billede blev lidt sløret.



Figur 14: Billede af Cosmic Cliffs i Carinatågen farvelagt af NASA (kilde: (Garner, 2022))

Grunden til billedet er så sløret og har en så stor mangel på detaljer, er som sagt, at billederne ikke var justeret ordentligt. Dette skabte den 2 farvede effekt, som kan ses i nogle af stjernerne. Med mere tid og flere ressourcer kunne disse justeringer blive lavet ved at matche stjerner i forskellige billedfiler.

Andre udvidelsesmuligheder til programmet kunne være at få mere kontrast i billedet, da den er meget afbleget. Dette kunne løses med en anden justering ved normalisering med brug af histogrammer. Derudover kunne der også være videnskabelig interesse i at sammensætte billederne med spektre, som beskriver noget på billedet. Webb har også et instrument til dette kaldet NIRSpec, dog er dens filer opbygget anderledes end filerne fra MIRI og NIRCAM.

Praktisk tager programmet som sagt ikke så lang tid med få filer, men med flere filer kunne det potentielt blive et problem. Flere filer kunne også gøre den allerede dårlige effektivitet endnu værre. Disse problemer kunne potentielt løses ved effektivisering af koden ved f.eks. at skrive det i et andet sprog, såsom C++. Programmets nuværende stadie, ville dog ikke være effektiv nok til at blive brugt af mindre kraftige computere, og er ikke tilfredsstillende nok til at udskifte NASAs manuelle billedbehandlingsproces.

Konklusion

Dette projekt har givet indsigt i, at studiet af stjerner langt ude i rummet kan gøres gennem observering af deres størrelse, lysstyrke og farve. Bestemmelser af disse fysiske størrelser er lavet på baggrund af spektre, som viser deres opbygning. Spektrene er blevet brugt til at opdele stjernerne i spektralklasser, hvilket giver mulighed for nemmere at forstå og kategorisere stjernerne. Dette giver anledning til at opstille dem i et diagram med temperatur og lysstyrke, kaldet et HR-diagram.

Observationerne af stjernerne har givet en dybere forståelse af opbygning gennem tiden, hvilket har vist at stjernerne går gennem en udviklingsproces på 4 stadier kaldet stjernedannelse, hovedseriefasen, kæmpestjernetfasen og stjernedød. I de forskellige processer har stjernerne forskellige størrelser og energikilder. Den vigtigste og mest effektive energikilde er her fusionsprocesserne, som sker fra hovedseriefasen.

Denne viden har mundet ud i at lave et program, som kunne farvelægge billeder fra James Webb rumteleskopet. Webb tager billeder i det infrarøde spektrum og laver fotometriske observationer med MIRI og NIRCAM. Det er lykkedes at farvelægge billederne fra disse instrumenter til en vis præcision, hvilket har givet mulighed for at lave nogle observationer, som kan give kvalificeret antagelser om stjernerne.

Dog er der mange udvidelsesmuligheder til programmet, som har vist at det ikke nødvendigvis var den rette måde at effektivisere processen af at identificere og undersøge stjerner på. Med nok udvikling og tid kunne det potentielt være muligt at gøre programmet effektivt, men i dets nuværende stadie, ville den ikke være en tilfredsstillende alternativ til NASAs manuelle billedbehandlingsproces.

Bibliografi

- Andersen, A. C. (u.d.). *Grundstofdannelse i stjerner*. Hentet fra Københavns Universitet:
https://fysikleksikon.nbi.ku.dk/g/grundstofdannelse_i_stjerner/
- Birkelind, C. (u.d.). *Røntgenstråling*. Hentet fra Københavns Universitet:
<https://fysikleksikon.nbi.ku.dk/r/roentgenstraaling/>
- Borb. (u.d.). *File:CNO_Cycle.svg*. Hentet fra Wikimedia Commons:
https://commons.wikimedia.org/wiki/File:CNO_Cycle.svg
- Chaple, G. (20. april 2021). *Color-coding stars*. Hentet fra Astronomy:
<https://astronomy.com/magazine/glenn-chaple/2021/04/color-coding-stars>
- ESO. (19. juni 2007). *Hertzsprung-Russell Diagram*. Hentet fra ESO:
<https://www.eso.org/public/images/eso0728c/>
- Garner, R. (12. juli 2022). *NASA's Webb Reveals Cosmic Cliffs, Glittering Landscape of Star Birth*. Hentet fra NASA: <https://www.nasa.gov/image-feature/goddard/2022/nasa-s-webb-reveals-cosmic-cliffs-glittering-landscape-of-star-birth>
- Hale, L. (4. december 2017). *Do blueshifted galaxies contradict the expansion of the universe?* Hentet fra Astronomy: <https://astronomy.com/magazine/ask-astro/2017/12/blueshifted-galaxies>
- Holck, P., Kraaer, J., & Lund, B. M. (2011). Lys. I P. Holck, J. Kraaer, & B. M. Lund, *Orbit B* (s. 175-220). Aarhus C: Systime.
- jwst*. (16. december 2022). Hentet fra European Space Agency: <https://sci.esa.int/web/jwst/-/45759-fact-sheet>
- LCO. (u.d.). *What is Redshift?* Hentet fra Las Cumbres Observatory:
<https://lco.global/spacebook/light/redshift/>
- MAST: Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes*. (u.d.). Hentet fra Mikulski Archive for Space Telescopes: <https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html>
- MIRI Filters and Dispersers*. (27. november 2022). Hentet fra JWST User Documentation:
<https://jwst-docs.stsci.edu/jwst-mid-infrared-instrument/miri-instrumentation/miri-filters-and-dispersers>
- NASA. (august 2013). *Imagine The Universe! - Spectral Analysis*. Hentet fra NASA:
<https://imagine.gsfc.nasa.gov/science/toolbox/spectra2.html>
- NASA. (u.d.). *Early Universe*. Hentet fra NASA:
<https://webb.nasa.gov/content/science/firstLight.html>
- NASA. (u.d.). *Star Lifecycle*. Hentet fra NASA: <https://webb.nasa.gov/content/science/birth.html>
- Nielse, A. S., & Als-Nielsen, J. (2. februar 2009). *synkrotronstråling*. Hentet fra Den Store Danske:
<https://denstoredanske.lex.dk/synkrotronstr%C3%A5ling>
- NIRCam Filters*. (25. november 2022). Hentet fra JWST User Documentation: <https://jwst-docs.stsci.edu/jwst-near-infrared-camera/nircam-instrumentation/nircam-filters>
- Sarang. (4. september 2016). *File:Fusion in the Sun.svg*. Hentet fra Wikimedia Commons:
https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Fusion_in_the_Sun.svg

Stub, H., & Stub, H. (2020). *Det levende univers 4. udgave*. Praxis - Nyt Teknisk Forlag.

Tillman, N. T. (13. december 2018). *Black dwarf stars: The (theoretical) end of stellar evolution*.
Hentet fra Space: <https://www.space.com/23799-black-dwarfs.html>

Bilag

Bilag 1 – Kildekode

Koden kan ses i vedhæftede fil.