

Analys av stjärnbildningsutbrottet i den blå kompakta  
galaxen ESO338-IG04

Gustaf Mörner

Examensarbete

Institutionen för Fysik  
Kungliga Tekniska Högskolan  
Stockholm 2003

Examensarbete

Analys av stjärnbildningsutbrottet i den blå kompakta galaxen  
ESO338-IG04

Gustaf Mörner

Institutionen för Fysik  
Kungliga Tekniska Högskolan, SE-106 91 Stockholm, Sweden

Stockholm, April 2003

Examensarbete inom ämnet fysik för avläggande av civilingenjörsexamen inom utbildningsprogrammet Teknisk Fysik.

TRITA-FYS-2003:12  
ISSN 0280-316x  
ISRN KTH/FYS/--03:12—SE

© Gustaf Mörner, April 2002

## Sammanfattning

Detta examensarbete behandlar och analyserar den relativt omskrivna galaxen ESO338ig04. Intressanta värden för galaxen som ålder och massa bestäms från astronomiska modeller vilka anpassas till observationer.

En kort introduktion ger snabbt en övergripande bild av forskningsområdet. För att ge en bakgrund till de resultat och slutsatser som dras följer sedan en introduktion till grundläggande astronomi och fysik. Läsare med tillräcklig kunskap kan hoppa över detta och direkt börja läsa kapitel 6. Kapitel 6-12 behandlar enbart mitt arbete samt resultat och funderingar.

## Förord

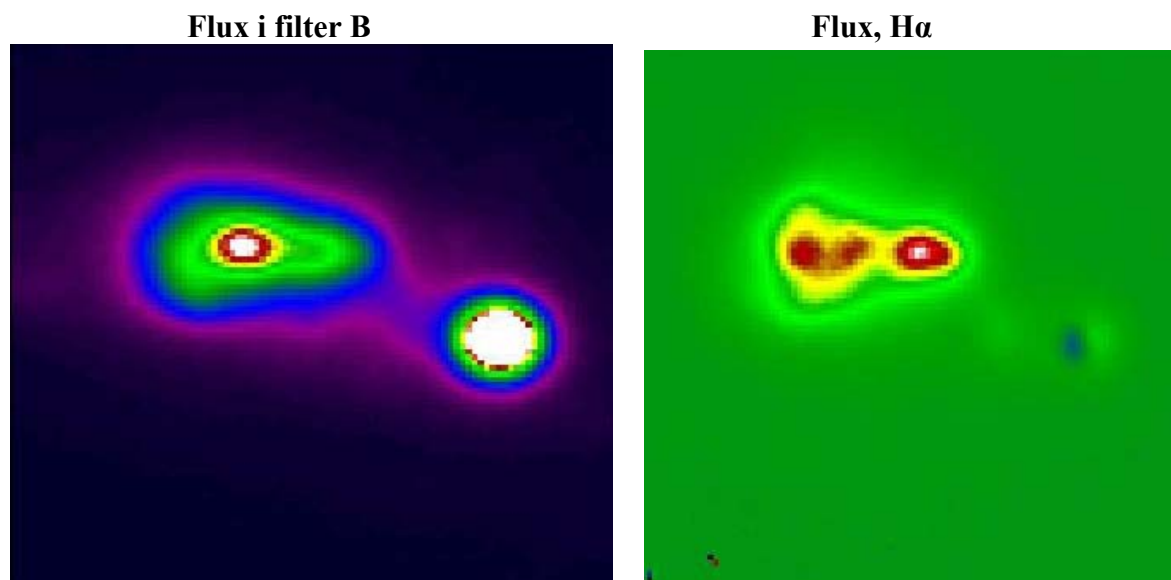
När detta examensarbete påbörjades var mina kunskaper i astronomi relativt begränsade. Det har därför varit intressant att ta del av denna värld av funderingar och observationer. Stundtals har min uppgift känts omöjlig och överväldigande. Vid ett flertal tillfällen har jag ställt mig själv frågan om huruvida någon som helst slutsats kan dras från våra observationer. Det verkar som om antalet sätt att försvåra frågeställningen är oändliga och svaren stundtals omöjliga att tolka. I motsats till mina tidigare studier har jag fått lära mig att göra så gott jag kan med den information som finns. Väldigt få saker verkar i astronomin kunna tas för sanna. Till dess att vi förstår universum fullt ut får vi nog leva med kvalificerade gissningar och teorier.

Till sist vill jag passa på att tacka min handledare Göran Östlin för sin ovärderliga hjälp och tålamod samt alla andra som har stöttat och hjälpt mig, ni vet vilka ni är!

<b>1. INLEDNING .....</b>	<b>1</b>
<b>2. GALAXENS GRUNDER .....</b>	<b>2</b>
<b>3. GALAXEN.....</b>	<b>9</b>
<b>4. GALAXERS UTVECKLING .....</b>	<b>12</b>
<b>5. BLÅ KOMPAKTA GALAXER.....</b>	<b>17</b>
<b>6. REDUKTIONER .....</b>	<b>20</b>
<b>7. MODELLER .....</b>	<b>25</b>
<b>8. PROGRAM .....</b>	<b>29</b>
<b>9. RESULTAT .....</b>	<b>31</b>
<b>10. FELANALYS .....</b>	<b>54</b>
<b>11. DISKUSSION, RESULTATANALYS .....</b>	<b>55</b>
<b>12. SLUTSATS .....</b>	<b>60</b>
<b>13. REFERENSER.....</b>	<b>61</b>

# 1. INLEDNING

Nedanstående bilder visar observationer av galaxen E338ig04.



Begreppet Blå Kompakta Galaxer (BKG) introducerades 1965 av Zwicky (1965). Galaxerna var så kompakta att de inte gick att skilja från stjärnor. Någon exakt definition fanns inte i början och de blandades ofta samman med stjärnbildande spiralgalaxer och joniserade vätemoln (H II). En annan benämning för BKG är blå amorfa galaxer (Sandage, Brucato 1979, Gallagher, Hunter 1987). De olika namnen lägger vikt vid olika fysikaliska parametrar. Benämningen BKG kommer i fortsättningen att användas i vetenskap om att det inte finns någon klar skiljelinje mellan BKG och andra typer av galaxer som dvärggalaxer med ljusa H II områden.

Som namnet antyder kännetecknas BKG av blå optiska färger,  $-21 < M_b < -12$ , och en relativ liten fysisk storlek. Den mesta delen av luminositeten från den studerade BKG E338ig04 kommer från ett antal unga och massiva stjärnhopar. Dessa unga massiva stjärnhopar genomgår något som i litteraturen kallas för stjärnbildningsutbrott. I utbrotten sker en kraftig och snabb stjärnbildning. Denna dominerar luminositeten och gör det omöjligt att urskilja ljussvagare stjärnhopar i närheten.

Låga halter av metaller samt rikligt med neutralt väte är även utmärkande. Detta behöver inte betyda att galaxen är ung (P. Amram, G Östlin, 2001). Om galaxen verkligen är ung kan det betyda att galaxer bildas i den nuvarande epoken. För närvarande utgör forskningen kring BKG en viktig länk till det tidiga universum med hög rödförskjutning och bildandet av galaxer. BKG har visat sig vara bra kandidater för att mäta kvantiteter av helium då det joniseras av varma stjärnor i stjärnbildningar. Något som kan förbättra våra kosmologiska modeller av universums bildande.

BKG anses vara lokala jämlingar till de avlägsna samgående galaxerna. Den intergalaktiska materien härstammar förmodligen från häftiga stjärnbildningar då materia har slungats ut ur galaxen. Vid dessa stjärnbildningar uppstår ofta massiva stjärnor vilka med stor sannolikhet kan explodera i supernovor. Detta skapar ännu en kraft att avlägsna materia från galaxen med. För att detta ska vara möjligt krävs dock tillräckligt små galaxer, vilket direkt för BKG på tal. (Bergvall, Östlin, 2000).

Genom att veta stjärnbildningshastigheten och den neutrala vätemängden kan tiden för en tömning av mängden H I beräknas. Det verkar som om den är avsevärt kortare än universums ålder. Stjärnbildningsutbrotten bör därför vara övergående. Korta intensiva stjärnbildningsutbrott efterföljs då av långa perioder med låg stjärnbildningshastighet.

Stjärnbildningsutbrotten ger upphov till supernovor vilka kan leda till supervindar. Dessa kan blåsa bort all gas då gravitationspotentialen är låg. I frånvaron av gas avstannar stjärnbildningen och galaxen försjunkar till en rödare dvärgelliptisk galax. Senare kan gasen falla tillbaka och initiera nya stjärnbildningsutbrott.

BKG kan också anses vara gasrika dvärgar där stjärnbildningen inleds av gravitationen från andra mötande galaxer.

Gasrika dvärggalaxer eller unga galaxer har observerats i närheten av BKG. Tyvärr har inga massiva granngalaxer observerats vilka skulle stå för den eftersökta gravitationen (Taylor, 1997). En lovande teori för stjärnbildning är sammangående eller interaktion mellan dvärggalaxer (Östlin, 1998). En av dessa samgående galaxer behöver då vara gasrik. Till sist kanske det är så att de BKG verkligen är unga och genomgår sin första stjärnbildning utifrån kollapsande gasmoln.

## 2. GALAXENS GRUNDER

Följande kapitel ger en bakgrund till uppsatsens innehåll. Relevanta astronomiska begrepp samt grundläggande fysik diskuteras.

### Stjärnor

Galaxer tros i huvudsak bestå av 2 komponenter, stjärnor och gasmoln. En stjärna skapas i det interstellära rummet i ansamlingar av relativt täta gasmoln. Till största del består gasmolnen av det vanliga kosmiska innehållet, ca 76% väte, 24 % helium.

Stjärnor delas in i olika spektrala klasser beroende på temperaturen vid ytan, OBAFGKM, där O-stjärnor är de varmaste och M-stjärnor de kallaste. O-stjärnor har en temperatur på över 25.000 K och M-stjärnor en temperatur under 3000K vid ytan.

Enligt Stefan-Boltzmanns lag är stjärnans radie, temperatur och luminositet beroende av varandra:

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

L = stjärnans luminositet i watt

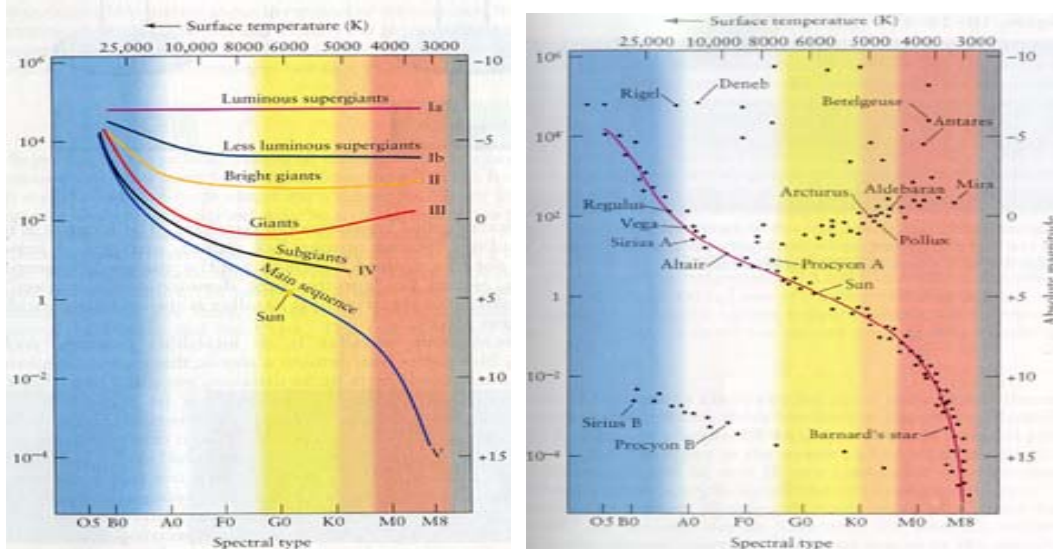
R = stjärnans radie

$\sigma$  = Stefan-Boltzmanns konstant

T = stjärnans temperatur vid ytan

Stefan-Boltzmanns lag säger att mängden energi som utstrålas per sekund från en kvadratmeter svartkropp (F) är proportionell till fjärde graden av yttemperaturen (T).  $F = \sigma T^4$ . Fluxen (F) ggr ytelementet av en sfär ger sedan ovanstående ekvation för luminositeten. Stjärnor kan därmed variera oerhört i temperatur, radie och luminositet.

I ett Hertzsprung-Russell diagram klargörs det att ett visst mönster går att finna mellan yttemperaturen och den absoluta magnituden.



Huvudserien utmärks av de stjärnor där väteförbränning sker i kärnan.

## Protostjärnan, stjärnans första stapplande steg

I kontrakterande gasmoln ökar temperaturen. Om gaspartiklarna befinner sig i ett statistiskt stabilt tillstånd, med vilket det menas att alla förändringar av fysikaliska parametrar sker så långsamt att en partikel hinner korsa hela systemet utan att några nämnvärda förändringar sker, kan summan av all gravitationsenergi ( $\Omega$ ) och den dubbla kinetiska energin ( $T$ ) antas försvinna. Detta kallas för virialteoremet.

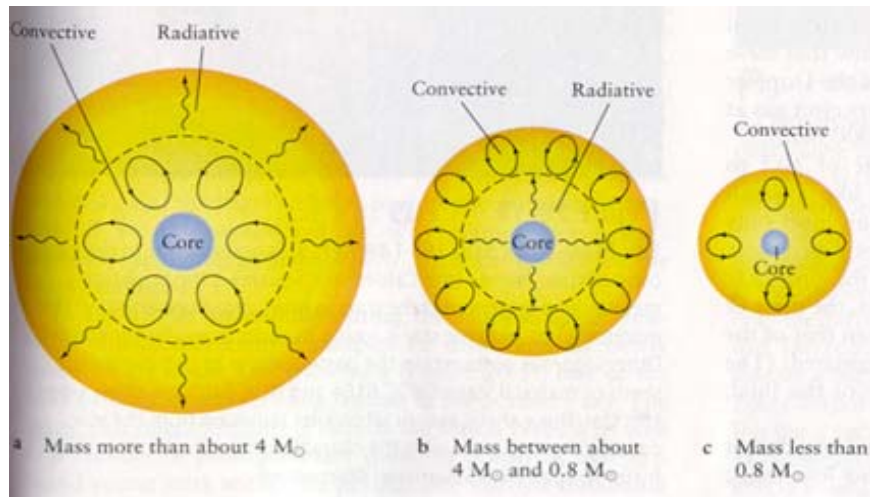
$$2T + \Omega = 0$$

Om systemet är bundet måste den totala energin  $E = T + \Omega$  vara negativ och bindningsenergin  $B = -E$ . Därav:

$$dB = -d(T + \Omega) = dT$$

En ökning av bindningsenergin följs av en ökning av  $T$ , det vill säga en ökning av temperaturen. Då protostjärnan kontrakterar måste den ökande bindningsenergin utstrålas från ytan. Vid alla tillfällen existerar en jämvikt mellan gravitationskrafterna och det interna trycket (hydrostatisk jämvikt). Under denna tidiga utveckling transporteras värmen från det inre utåt via konvektion. Partiklarna cirkulerar vid ytan vilket skapar ett utbyte av energi.



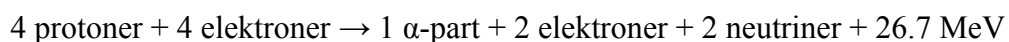


Efter några tusen år av kontraktion når temperaturen vid ytan 2000 till 3000 K. Vid denna tidpunkt är protostjärnan relativt stor. Som exempel var vår sol 20 ggr större efter 1000 års kontraktion än den är idag.

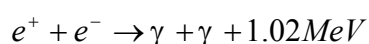
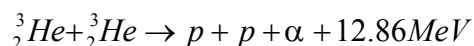
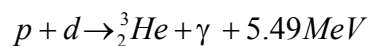
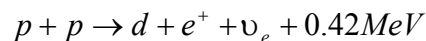
Värmen från protostjärnorna kommer inte från några kärnreaktioner utan enbart från kontraktion. Beroende på den initiala massan utvecklar sig protostjärnor olika mot huvudserien. Under senare tid har även ett beroende mellan stjärnbildningsätt och typen av stjärna uppmärksamats. Annars är massan det mest avgörande för stjärnans framtid.

## Väteförbränning, andra hållplatsen

Om protostjärnans massa understiger  $0.1 M_{\odot}$  ( $M_{\odot} = \text{solmassan}$ ) påbörjas aldrig väteförbränningen och stjärnan når aldrig huvudserien. Soppan av elektroner, protoner och  $\alpha$ -partiklar i centrum balanserar då gravitationskrafterna. För att förstå detta kan stjärnan liknas vid en låda elektroner. Om gasen av elektroner är degenererad är alla energinivåer befolkade upp till ferminivån. För att komprimera lådan krävs arbete. Protostjärnan i detta fall kyls ner till en kall kropp bestående av väte och helium med en kärna av degenererade elektroner. För stjärnor med massor över  $0.1 M_{\odot}$  kan dock väteförbränning börja. Kärnan är då några miljoner Kelvin. Väteförbränningen, även kallad p-p kedjan, har som huvudprodukt:



Processen sker i fyra mindre steg:



Den här reaktionen frigör enorma mängder energi och avstannar stjärnans kontraktion. Det finns fler sätt att framställa helium i kärnan men dessa kräver en initial mängd helium eller kol. De vanligaste, CNO kedjan och  $\alpha$ -kedjan, anses stå för ca 8 % av heliumtillverkningen i vår sol. Massan avgör hur fort protostjärnan når huvudserien och hur länge den stannar på

den. Vid hög massa når protostjärnan huvudserien snabbt men stannar inte särskilt länge. Omvänt gäller för en stjärna med lite massa.

Protostjärnor med en massa på över  $100 M_{\odot}$  når aldrig huvudserien. De är väldigt luminösa och utsatta för ett högt internt tryck. Gravitationen förmår inte att balansera trycket varav stjärnan tappar sina yttre lager. Så stora stjärnor är därför väldigt sällsynta.

Under väteförbrukningen förvandlas mer och mer väte till helium. 4 partiklar förvandlas till 1 vilket leder till att färre partiklar studsar runt i kärnan. De yttre lagren får kärnan att kontraktera något. Kompressionen får densiteten i stjärnans kärna att öka och temperaturen stiger. Den ökade värmen får de yttre lagren att expandera.

Då temperaturen i kärnan ökar kan förbränning av närliggande lager påbörja väteförbränning. På detta sätt får stjärnan några extra miljoner år på huvudserien. Med några lätta antaganden kan stjärnans tid på huvudserien beräknas.

$$E = fMc^2, L = \frac{E}{t} \rightarrow t = \frac{fMc^2}{L}$$

E = totala energin från väteförbränning

f = Andelen av stjärnans massa förvandlad till energi via väteförbränning

c = ljusets hastighet

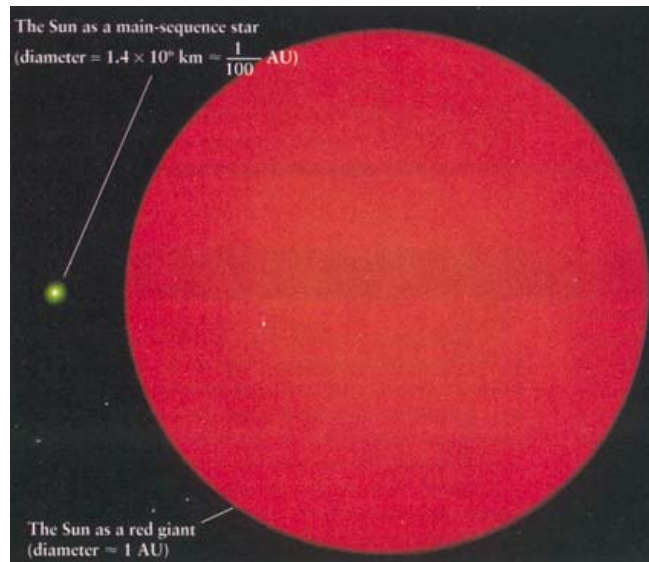
L = stjärnans luminositet

t = tid

Detta är en approximativ ekvation då stjärnans luminositet ändras över tiden. Väldigt massiva stjärnor spenderar som synes väldigt lite tid på huvudserien.

Massa, $M_{\odot}$	Yttemperatur, K	Stjärntyp	Luminositet, $L_{\odot}$	Livstid på huvudserien, $10^6$ år
25	35,000	O	80,000	3
15	30,000	B	10,000	15
3	11,000	A	60	500
1.5	7,000	F	5	3000
1	6000	G	1	10,000
0.75	5000	K	0.5	15,000
0.5	4000	M	0.03	200,000

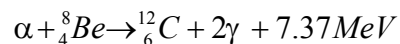
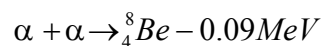
Väteförbränningen arbetar sig utåt varefter den avstannar i kärnan. De yttre lagren expanderar av den ökande energin från den kontrakterande kärnan.



Även om väteförbränning har avstannat totalt i kärnan frigörs gravitationsenergi. Stjärnans yta kyls kraftigt ner av expansionen och då temperaturen vid ytan når 3500 K glöder gasen med en rödaktig färg, en röd jätte. Röda jättar förlorar mycket massa då de yttre lagren är löst bundna av gravitationen.

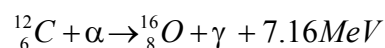
### Heliumförbränning, tredje stoppet

När kärnan når en temperatur på  $10^8$  K och en densitet på  $10^8$  kg m<sup>-3</sup> påbörjas heliumförbränningen.



Be-kärnan har tyvärr en medellivslängd på ca  $10^{-6}$  s och sönderfaller till 2  $\alpha$ -partiklar. Den första reaktionen leder till en jämvikt med  $10^{-9}$  så många Be-partiklar som  $\alpha$ -partiklar. Det är för lite för att förklara observationer av heliumförbränning. En resonans vid 287 keV leder till ett sammansatt tillstånd hos  ${}^12_6\text{C}$  vid en excitationenergi på 7.65 MeV vilket kan sönderfalla till  $\alpha + {}_4^8\text{Be}$  eller via 2 fotonemissioner nå grundnivån för  ${}^12_6\text{C}$ .

För första gången sedan väteförbränningen avstannade i kärnan finns det nu en central energikälla i stjärnan. Kolet kan reagera med ytterligare helium och genomgå:



Heliumförbränningen uppnår en termisk jämvikt och motverkar gravitationens kontraktion av stjärnan. En mogen röd jätte förbränner helium i kärnan ca 20 % av den tid stjärnan förbrände väte på huvudserien. Heliumförbränningen påbörjas olika utifrån olika massor. Vid massor som överstiger 2-3  $M_{\odot}$  påbörjas förbränningen gradvis medan röda jättar med lägre massa upplever en heliumblix.

## Fortsatt utveckling

Nästa steg i utvecklingen är förbränning av kol och syre. För detta krävs kärntemperaturer på  $6 \cdot 10^8$  K respektive  $2 \cdot 10^9$  K. Om kol skall förbrännas måste massan överstiga  $4 M_{\odot}$  medan det för syre krävs  $10 M_{\odot}$ . Ännu en gång går stjärnan igenom kontraktioner och expansioner i kärnan och de yttre lagren. Förbränningen mot tyngre ämnen fortgår till och med järn. Stjärnor som når den här beaktansvärda sammansättningen med lättare ämnen utåt från kärnan slutar sina dagar på ett exceptionellt sätt.

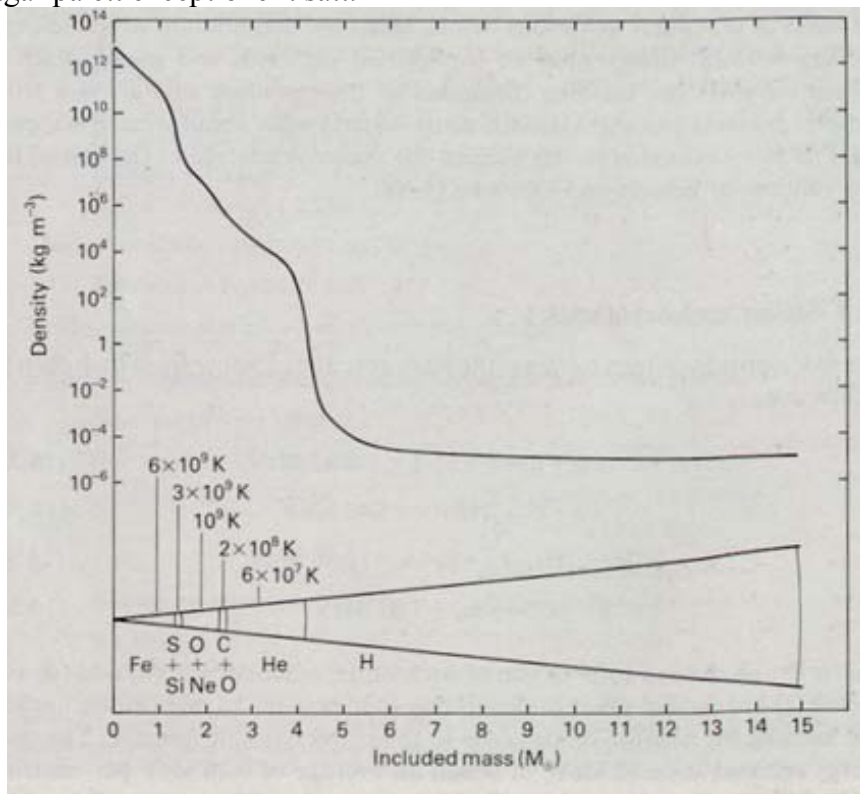


Bild på sammansättningen för en stjärna med en massa över  $10 M_{\odot}$ .

## Sista anhalten

En stjärna har i huvudsak 2 sätt att avleda värme på, strålning och konvektion. Vid vissa tillfällen kan konvektionen gå hela vägen från kärnan till de yttre skalerna. Materia från kärnan slängs då ut och berikar det interstellära mediet. Första gången detta händer är efter det att den initiala väteförbränningen avstannat och stjärnan blir en röd-jätte. Ämnen tillverkade i CNO cykeln förs då upp till ytan. En andra gång då heliumförbränningen i kärnan avstannar. Om stjärnan har en massa överstigande  $2 M_{\odot}$  kan en tredje upphämtningen ske. Nyttillverkat kol transporteras då upp till ytan. Efter det att heliumförbränningen avstannat i kärnan börjar de yttre lagren av helium förbrännas. Stjärnan blir nu ännu en gång en röd-jätte och de yttre lagren expanderar och utsätts för stjärnvindar. Stora mängder massa blåser iväg och eftersom ytan är väldigt sval, endast 3000 K, kan kolet svalna och bilda små sotkorn. För stjärnor med låga massor (mindre än  $4 M_{\odot}$ ) är den andra röd-jätte fasen viktig. Stjärnan gör sig totalt av med sina yttre lager och genom ett antal luminösa utbrott slänger den ut ett skal av materia. Allt som blir kvar är en oerhört varm kärna omgiven av ett glödande skal av gas. Mer än 40 % av stjärnans massa förloras på detta sätt. Med inga fler kärnreaktioner och en tillräckligt tät kärna för att motverka fler kontraktioner kyls kärnan snabbt ner och bildar en vit dvärg.

Chandrasekhar massan anger hur mycket tryck degenererade elektroner klarar och ger en fingervisning till hur stor en vit dvärg kan bli. Gränsen ligger vid ca  $1.4 M_{\odot}$ .

För stjärnor med en massa på över  $4 M_{\odot}$  överskrids Chandrasekhar massan och elektronernas degenerationsstryck förmår inte att förhindra ytterligare kontraktion, förbränning av kol börjar. Nästa steg är neonförbränning vilket kräver en massa över  $8 M_{\odot}$ . Kärnan har då en temperatur på ca  $10^9$  K. Följande tabell förklarar förloppet för en  $25 M_{\odot}$  stjärna.

Tillstånd	Kärnans temperatur, K	Kärnans densitet, $\text{kg m}^{-3}$	Tidsåtgång för tillstånd
Väte förbränning	$4 \cdot 10^7$	$5 \cdot 10^3$	$7 \cdot 10^6$ år
Helium	$2 \cdot 10^8$	$7 \cdot 10^5$	$7 \cdot 10^5$ år
Kol	$6 \cdot 10^8$	$2 \cdot 10^8$	600 år
Neon	$1.2 \cdot 10^9$	$4 \cdot 10^9$	1 år
Syre	$1.5 \cdot 10^9$	$10^{10}$	6 månader
Silikon	$2.7 \cdot 10^9$	$3 \cdot 10^{10}$	1 dag
Kärnans kollaps	$5.4 \cdot 10^9$	$3 \cdot 10^{12}$	0.25 sekunder
Kärnstuds	$2.3 \cdot 10^{10}$	$4 \cdot 10^{15}$	Millisekunder
Explosion	Ungefär $10^9$	Varierar	10 sekunder

Mellan varje steg i kärnans termonukleära reaktioner sker skalförbränning och en ny röd jättefas. Vid varje initiering av kärnförbränning minskar radien och luminositeten. När skalförbränning börjar ökar radien på skalet och temperaturen minskar varav stjärnan blir en jätte. Under denna process förlorar stjärnan stora mängder materia. Efter flera steg av förbränning ser stjärnan i snitt ut som en lök med tyngre ämnen i mitten och lättare utåt. Resultatet är en superjätte med större radie och luminositet än en jätte.

Stjärnor med en initial massa på över  $8 M_{\odot}$  tros dö i en våldsam explosion, en supernova. För att förstå det fullständiga förloppet undersöks superjättens kärna. När kärnan når en temperatur på några hundra miljoner kelvin är fotonerna energetiska nog att starta kärnreaktioner vilka producerar neutriner. För att kompensera för den bortstrålade energin från neutronen, måste kärnan kontrahera då kärnreaktioner är omöjliga i järnkärnan. Kärnan värms då upp på en tiondels sekund till skyhöga  $5 \cdot 10^9$  K. Gammafotonerna producerade i kontraktionen har så mycket energi att de bryter ner järnmolekylerna till heliummolekyler genom fotodisintegration. Några tiondelar senare blir kärnan så tät att negativt laddade elektroner går ihop med positivt laddade protoner och frigör neutroner och neutriner. Ännu en flod av neutriner rusar ut ur kärnan och kyler den ännu mer.

Kontraktionen går så långt, att alla protoner och neutroner blir så tätt packade som atomer i en molekyl. Kärnan blir nu plötsligt väldigt stel och rigid. Kontraktionen avstannar och en inre del av kärnan studsar tillbaka och expanderar något. Detta skickar en oerhört kraftig ljudvåg genom den yttre kärnan. Kylningen av kärnan har fått densiteten i närliggande områden att sjunka och de faller nu med 15 % av ljusets hastighet mot kärnan. Det infallande materialet möter nu den utåtgående vågen vilket skjuter materien tillbaks utåt.  $10^{46}$  joule frigörs i denna reaktion, hundra gånger mer energi än vad solen har producerat under sina 4.6 miljarder år.

Stjärnan är nu död.

### 3. GALAXEN

Följande kapitel ämnar ge läsaren en vidare förståelse för galaxens beståndsdelar.

Nästan allt av astronomiskt intresse finns i galaxer, vilka i sin tur kan generaliseras ner till 2 beståndsdelar, gas och stjärnor. Samspelet mellan gas och stjärnor är avgörande för förståelsen av galaxers utveckling och kan förmodligen inte förklaras med någon enkel modell.

Hur och var gasen förvandlas till stjärnor är till största del undersökt i vår egen galax. Det är självklart svårare att studera dessa fenomen i fjärran galaxer. Kan andra galaxers stjärnbildning förstås utifrån vår egen?

Det första steget i stjärnbildning är gasansamling. För att gasen ska ansamlas och kontrahera behöver den vara kall. Gynnsamma områden är mörka nebulosor med relativt hög koncentration stoft. Där kan gaskoncentrationen bli tillräckligt hög för att starta en protostjärnbildning. För de galaxer uppsatsen inriktar sig på är förmodligen andra faktorer avgörande. Turbulenta gasvindar och supernovor kan förmodligen bidra till stjärnbildningen.

För att förstå stjärnbildning är den initiala massfunktionen (IMF) samt stjärnbildningshastigheten (SBH) viktiga (Tinsley, 1980). IMF anger den initiala massfördelningen bland stjärnor givet en total massa. SBH anger i vilken takt stjärnor bildas. För att få en stringentare definition:

Antalet stjärnor bildade i massintervallet  $(m, m+dm)$  och tidsintervallet  $(t, t+dt)$  är:

$$\phi(m)\psi(t)dm dt$$

$\psi(t)$  är den totala massan stjärnor bildade per enhet tid och kallas stjärnbildningshastigheten.

$\phi(m)$  är den initiala massfördelningen (IMF) och normeras till  $\int_0^{\infty} m\phi(m)dm = 1$ , vilket i sig är

en funktion beroende av tiden. Det är vanligt att approximera IMF med en exponentialfunktion:  $\phi(m) \propto m^{(1+x)}$ . Exponenten  $x$  kallas för lutningen på funktionen.

#### INITIALA MASSFUNKTIONEN, IMF

IMF:en i närheten av solen kan beräknas utifrån den omkringliggande rymden. På 50-talet beräknade Salpeter  $x$  till 1.35 från beräkningar i solens närhet (Salpeter, 1955). Hans IMF täckte ett massintervall från  $2 M_{\odot}$  till  $10 M_{\odot}$ . En enda exponentialfunktion är en dålig approximation för alla stjärnmassor. Flera funktioner krävs nog för att ge en heltäckande bild.

Är IMF:en likartad i andra områden av vår och andra galaxer? Förändras IMF med tiden? Är förändringen av IMF något som bara drabbar vissa stjärnmassor? Viktiga frågor med tveksamma svar.

Stjärnhopar på huvudserien i vår galax och de i Magellanska molnet har väldigt olika luminositetsfunktioner (Tinsley, 1980). Det kan innebära stora skillnader i IMF:en. Det finns även områden i vintergatan med övervägande små stjärnor samt områden med endast OB stjärnor. Dessa observationer behöver dock inte betyda att IMF:en avviker från ett medelvärde över galaxen. En komplikation vid beräkningar av IMF:en är jättestjärnornas dominans i det

infraröda spektret. Jättestjärnorna döljer mindre stjärnor, dvärgar, med massor under  $0.4 M_{\odot}$ . Dessa stjärnor skulle kunna vara dominerande i massa men ändå bidra med väldigt lite ljus. Mass-luminositets förhållandet (M/L) är en grov approximation på antalet stjärnor med låg massa relativt antalet stjärnor med hög massa. I vår närhet ligger M/L på ca  $3 M_{\odot} / L_{\odot}$  (Faber, Gallagher, 1979). Om IMF:en och andelen osynlig materia är konstant borde detta värde vara likartat för alla andra galaxer med en variation på en faktor 10 vid given färg, beroende på andelen unga blå stjärnor. Olika kompositioner av interstellär materia (ISM) skapar även en skillnad på 10 % (Faber, Gallagher, 1979).

Hur den ISM:en utvecklades i galaxens unga år kan påverka utseendet hos IMF:en. Om materien kondenserade innan någon stjärnbildning hann ta vid kommer den förmodligen inte påverka fotometrin nämnvärt. Om däremot små stjärnor med höga åldrar bildas ur den ISM:en kommer de påverka den kemiska sammansättningen. Den lägre delen av IMF:en skulle då påverkas.

Vissa kemiska egenskaper hos galaxer kan förklaras med en variation i utseendet hos IMF:en. Den stora avsaknaden av metallfattiga dvärgar i solens närhet kan förklaras av en tidig stjärnbildning av massiva metallproducerande stjärnor (Tinsley, 1980).

## STJÄRNBILDNINGSHASTIGHET, SBH

Stjärnbildningshastigheten är en viktig parameter för utveckling av galaxer. Utseendet på en galax beror på tidsskalan för stjärnbildning relativt kollaps och dissipation. Färg och luminositet beror på åldersfördelning mellan stjärnor. Den kemiska sammansättningen för en galax beror på stjärnbildningshastigheten jämfört med gasens flöde och massa. SBH:en har beräknats för vår närhet och andra objekt. I närheten av solen räknar man med en SBH något under  $10 M_{\odot} pc^{-2} Gyr^{-1}$  ( $pc=1$  parsek= $3.2$  ljusår,  $Gyr=10^9$  år), (Tinsley, 1980). SBH kan vara avklingande för vår närhet, men observationer pekar på att SBH kan vara konstant och även ökande för stjärnor i disk. SFR kan även uppskattas i omkringliggande galaxer med hjälp av stora stjärnor och ett antaget IMF. Om stjärnor kan räknas kan dessa användas för en approximation. För galaxer med oupplösta stjärnhopar kan värden från rekombinerande väte ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ) användas då unga varma stjärnor till största del exciterar vätgasen. Dessa metoder baserar sig på en antagen IMF vilket självklart kan leda till stora fel.

I vår galax verkar det som om 10 % av all stjärnbildning sker i de innersta 1 kpc av galaxen och resten koncentrerad i en ring mellan 5-8 kpc. De stora gasmolnen befinner sig även i dessa områden. Vanliga galaxer verkar uppvisa en relation mellan SBH och galaxens morfologi (Tinsley, 1980).

## INTERSTELLÄRA MEDIET, ISM

Galaxer består till största del av gas och stjärnor. Vad består nu denna gas av? Efter "big bang" bestod universum till 76 % väte, 24 % helium. De första galaxerna som bildades måste ha haft en liknande sammansättning i gasen. Stjärnor upparbetar ämnen och återbördar dem till sin omgivning under sin livstid. Den Interstellära gasen förändras alltså med tiden. BKG samt galaxer med hög rödförskjutning är därför av högt intresse för kosmologer. Alla interstellära moln kallas för nebulosor. O och B stjärnor hittas ofta i närheten av nebulosor. Stjärnorna strålar ut stora mängder fotoner i ultraviolett. Atomerna i de

omgivande molnen joniseras och sänder ut fotoner när protoner och elektroner rekombinerar. Ojoniserat väte kallas HI och joniserat för HII. Typiskt synliga nebulosor har temperaturer på 10,000 K och massor runtomkring 100 till 10,000  $M_{\odot}$ . Densiteten är några tusen atomer per kubikcentimeter (Kaufman, 1998).

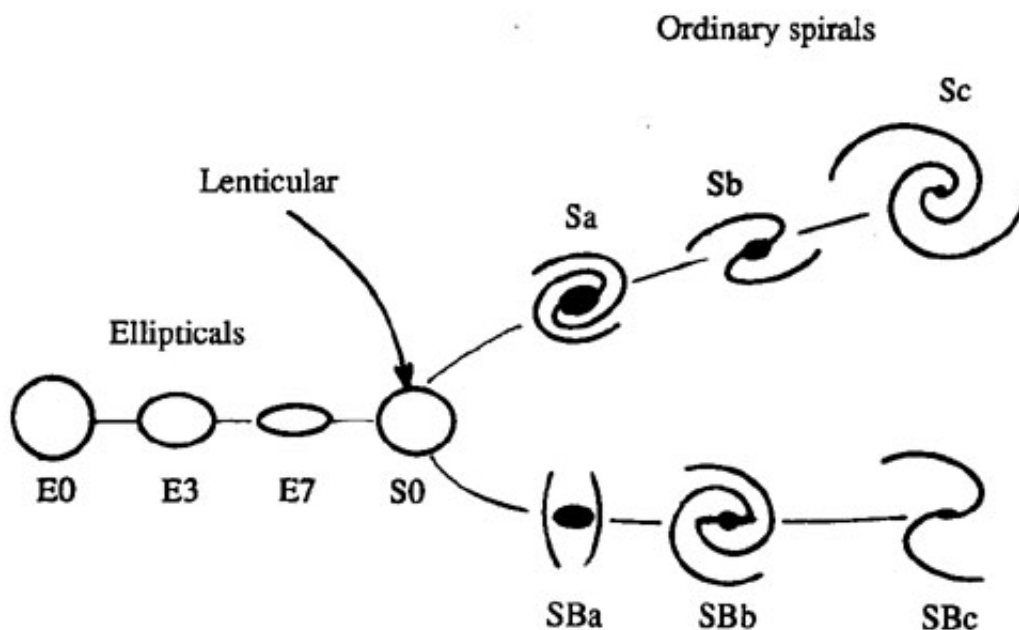
Gasen innehåller även stoftkorn. De hjälper till med att kyla gasen och är nödvändiga för stjärnbildning. Stoft filtrerar även strålningen från luminösa objekt. Lågfrekvent strålning filtreras bort vilket leder till att korta våglängder förstärks, strålningen blir rödare.

Utrymmet mellan galaxer kan även innehålla gas och kan vara väldigt viktig för förståelsen av galaxer i galaxhopar.

Vindar från supernovor och sammangående galaxer kan ge upphov till kraftig turbulens och supersoniska vindar i det ISM. Strålningen från varma unga stjärnor blåser även undan neutral gas. Den joniserade gasen fyller då ut hålrummet efter den bortstrålade gasen. En sonisk chockvåg breder ut sig i gasen och stimulerar mer stjärnbildning.

## GALAXER

När Hubble började studera galaxer i början av 1920-talet delade han in dem 4 breda kategorier. Han kallade dem för spiral, stavspiral, elliptisk och irreguljära galaxer. De breda kategorierna delas sedan vidare in i undergrupper beroende på morfologi och kemisk komposition.



Spiralgalaxerna delas upp beroende på kärnans täthet och armarnas utvidgning. Skillnaden mellan Sa, Sb och Sc tros vara mängden gas och stoft de innehåller. Observationer med radioteleskop och observationer i infrarött visar att upp till 4 % av Sa galaxen består av gas och stoft medan Sb och Sc har 8 respektive 25 %. Sc galaxen har därför en större skiva, där den mesta stjärnbildningen sker. Kanske går det att säga något om åldern på en spiralgalax beroende på dess morfologi! Hubble trodde att galaxerna följde någon slags utveckling inom hans klassifikationssystem.

Stavgalaxerna anses vara dubbelt så vanliga som spiralgalaxer. Simuleringar av galaxer med tusentals stjärnor roterandes runt ett gemensamt centrum visar att stavgalaxer uppkommer



oftast. Anledningen till att spiralgalaxer existerar tros vara störande icke-luminös materia i galaxens omgivning. Skillnaden mellan spiralgalaxer och stavgalaxer kan alltså vara andelen mörk materia.

Elliptiska galaxer saknar till stor del interstellär gas och stoft. Det saknas material för stjärnbildning och unga stjärnor lyser med sin frånvaro. Storleken kan variera. Både de största och minsta galaxerna i universum är elliptiska.

Dvärg elliptiska galaxer är relativt vanliga och innehåller ungefär  $10^6$  stjärnor. Samgående elliptiska dvärg galaxer tros vara ett skäl till bildning av BKG. Spektrala analyser visar att elliptiska galaxer uppvisar ett isotropt rörelsemönster bland sina stjärnor.

BKG hamnar under kategorin irreguljära galaxer. Hubble definierade 2 undergrupper. Irr I galaxer har många OB stjärnor och mycket joniserat väte. Irr II har kraftigt deformerad form och verkar vara produkten av samgående eller mötande galaxer. BKG kan kanske vara en blandning av dessa 2.

## 4. GALAXERS UTVECKLING

Tidigare text har behandlat stjärnor, gas och enstaka fenomen i galaxer. Följande kapitel diskuterar galaxers utveckling i helhet.

Galaxer är stora bundna system av gas och stjärnor vars komponenter utbyter energi och materia. Det vanligaste utbytet är stjärnbildning, vilket till största del ger galaxen dess observerade egenskaper. Stjärnbildning kan tyvärr inte förstås utifrån en enkel förvandling av gas till stjärnor. Stjärnor bestämmer sammansättningen på det ISM vilket i sin tur bestämmer stjärnbildningen, det fulla kretsloppet måste beaktas.

Nutida observationer tyder på att strukturen och dynamiken hos det ISM är oerhört komplext. Ingen enkel modell verkar kunna förutsäga alla mediets egenskaper (Hartmann, 1994, Hartmann, Burton 1995). Richard B. Larson gör jämförelsen mellan vanliga moln på jorden och interstellära moln. Vanliga moln är väldigt flyktiga vilket även interstellära moln tros vara. (Larsson)

De mest avgörande parametrarna för en galax tros vara tiden för slutanvändning av gas och den initiala massammansättningen (IMF), vilket i sin tur anger stjärnbildningshastigheten. Dessa 2 parametrar påverkar varandra och det är viktigt att förstå samspelet de emellan. Stjärnor med en massa på över  $1 M_{\odot}$  överstämmer med en exponentiellt formad IMF.

För lättare stjärnor sjunker IMF:en nämnvärt under den exponentiella formen. Vid en salpeterlutning förvandlas 10% av den totala massan till stjärnor massivare än  $10 M_{\odot}$ .

Dessa stjärnor är ansvariga för den största delen av materialupparbetningen i det ISM. Tyvärr är vår förståelse för den övre delen av IMF:en dålig. Idag saknas en kvantitativ förklaring för stjärnbildning av tunga stjärnor. Nuvarande uppfattning bygger till största del på observationer. Stjärnbildningsutbrott kan möjligtvis lära oss en hel del om dessa stjärnor.

För en vidare förståelse av kontinuerlig stjärnbildning och interstellär materialåtervinning kan det vara lämpligt att studera vanliga spiralgalaxer vilket följande stycke gör.

Två faktorer står bakom stjärnbildning. (1) Processer i vilka stjärnbildning påverkas av massiva, täta stjärnbildande moln och (2) negativ materialåtervinning, i vilken effektiviteten vid stjärnbildning minskas. Det andra skälet är förklaringen till att det idag finns galaxer i vilka all materia inte befinner sig i stjärnor (Larsson).

Massiva stjärnor kan skingra gasen och upphäva fortsatt stjärnbildning. I vissa fall, oftast för heta stjärnor, kan återvinningen vara positiv och stimulera fortsatt stjärnbildning.

Processen att förvandla gas till stjärnor är oerhört ineffektiv och tar mycket längre tid än gas insamlingen. Endast 2 % av gasen förvandlas till stjärnor. Med en salpeter IMF blir bara hälften av all materia permanent kvar i stjärnor. Det betyder att endast 1 % av den insamlade gasen blir permanent kvar i stjärnor. Slutligen tar det ca 5 G år innan all gas är förvandlad till stjärnor vilket ungefär överstämmer med vår egen galax där den observerade tiden är 7 G år för total förvandling av gasen (Larsson, 1991a, 1992b). Senare i uppsatsen undersöks andra processer där helt andra krafter styr och kontinuerlig stjärnbildning ej kan antas.

För att förstå den låga effektiviteten vid stjärnbildning krävs en vidare förståelse för galaktisk evolution. Bildningen av massiva stjärnor leder till flera negativa effekter som jonisering, stjärnvindar och supernova explosioner. Gas molnen förstörs och sprids ut av dessa effekter. Den mest avgörande effekten tros vara joniseringen. Supernovor och stjärnvindar har en tendens att bara skyffla runt molnen utan att förstöra dem och kan även verka positivt på stjärnbildningen. Joniseringen evaporerar dock väldigt täta gasmoln och förstör dem i en takt oberoende av gasmolnets struktur eller täthet. Den joniserade gasen blir känsligare för stjärnvindar och supernovor vilket leder till att den lätt sveps iväg. Den totala mängden gas som kan joniseras av en nybildad stjärnhop har beräknats till 25 gånger massan av bildade stjärnor, antaget en vanlig IMF (Whithworth, 1979). Om stjärnbildning fortgår till dess att all gas är joniserad blir stjärnbildningseffektiviteten 4 %. Den verkliga effektiviteten kan anses vara lägre då ojoniserad gas försvinner i skal och fragment. Återvinningseffekter kan förmodligen förlänga tiden för total förbrukning av gasen.

Nästa intressanta aspekt av gasen är hur fort den diffunderar ut i mindre täta områden. Jonisering anses vara mycket viktigare än till exempel supernovor när det kommer till skingra gas. Nya moln borde till stor del bildas av gas från stjärnbildande moln. På senare tid har supernovor ansetts vara anledningen till gasmolnens rörelser.

Förståelsen för supernovor är idag dålig och hur de påverkar molnen är därför svårbestämt. Fysiken bakom joniseringen är enklare och dess dynamiska effekt lättare att förutsäga. Både det joniserade flödet och moln beräknas ha en hastighet runt  $10 \text{ km s}^{-1}$  (Larsson) vilket är ljudhastigheten i joniserad gas. Dessa hastigheter har även observerats för godtycklig gas i galaxer. För BKG finns det bevis att gasen skulle ha högre hastigheter, vilket kan vara en förklaring till de kraftiga stjärnbildningsutbrotten.

I ett stabilt tillstånd måste den joniserade och skingrade gasen från stjärnbildande moln kondensera i samma hastighet som den evaporeras. Det är idag inte känt precis hur och var denna kondensation sker. I vår galax är det dock känt att de evaporerade molnen har en relativt stor skalhöjd, ungefär en kiloparsek (Kulkarni & Heiles, 1987). Den nu observerade joniserade gasen ovanför den galaktiska skivan kan härstamma från stjärnbildande områden nära skivan. Den skulle då rekombinera, kylas och falla tillbaka mot planet i en hastighet av ett tiotal  $\text{km s}^{-1}$  (Larsson). En sådan hastighet på infallande gas har observerats. Vikten av detta inflöde är inte riktigt fastställt men nutida forskning menar att det kan stå för en hel del av den neutrala gasmolnbildningen. De diskontinuerliga stjärnbildningsutbrott vi skall undersöka senare kan styras av detta infall.

Ett moln bundet av sin gravitation, oberoende av storlek, har ett inre gravitationstryck proportionellt mot kvadraten av ytdensiteten. Det inre trycket tillsammans med temperaturen är det mest avgörande för gasmolnets uppdelning i mindre klumpar. Det finns idag inga exakta teorier om gasmolnens struktur och dynamik. Termiskt tryck tros dock inte stå för det

totala trycket. Turbulenta rörelser och hydromagnetiska vågor står förmodligen för en hel del av det interna trycket.

Om den karakteristiska stjärnmassan beror på trycket i stjärnformade moln, vad beror då trycket på? Vanligtvis överskrider det interna trycket med ordningen 2 magnituder det termiska trycket i det ISM (Cox 1990, 1991; Boulares & Cox 1990). Det höga trycket i molnen måste ha ett dynamiskt ursprung från själva formationen av molnet. Stora moln bildas förmodligen av kollisionen mellan mindre atomära moln i områden där gravitationen får molnen att samlas. Sammanslagningen skapar ett tryck,  $p v^2$ , där  $p$  är tätheten på de kolliderande molnen och  $v$  är deras kollisionshastighet. Med en täthet på  $20 \text{ cm}^{-3}$  (Spitzer 1978) samt en hastighet av  $10 \text{ km s}^{-1}$  blir ramningstrycket ungefär  $3 \cdot 10^5 \text{ cm}^{-3} \text{ k}$ , vilket är ett typiskt tryck för molekylära moln (Larsson 1996).

Bildningen av stjärnor med massor över  $10 M_{\odot}$  kan inte förklaras med ovanstående enkla förklaringar. Stora stjärnor måste bildas i komplexa och kaotiska processer. Ansamlingen av gas behöver inte vara sfärisk och turbulenta supervindar driver på. Det finns idag ingen kvantitativ förståelse för dessa fenomen. Det verkar som om massiva stjärnor till största del har bildats i stora stjärnhopar (Blauuw 1964, 1991). För att förstå dessa jättestjärnors utveckling måste ursprunget för de stora och täta gasmolnen undersökas. Stjärnbildningsutbrott kan utgöra en intressant grogrund för dessa fenomen och kommer att undersökas noggrannare i följande text.

Stjärnbildningsutbrott är korta men intensiva perioder av stjärnbildning. De förekommer oftast i de centrala delarna av galaxer och dominerar den totala luminositeten. Stjärnbildningshastigheten är så hög att den förbrukade gasen bara räcker för en bråkdel av universums ålder. Stjärnbildningsutbrott drivs av massiva stjärnor med massor över  $8 M_{\odot}$ . Utbrotten utspelar sig oftast i små områden av galaxen och över en relativt kort tid,  $10^8$  år (Heckman, 1997).

Stjärnbildningsutbrott står för ca 10 % av den totala luminositeten i universum varav de utgör ett viktigt energifenomen (Heckman, 1997). Det finns många skäl till att studera dessa snabba förlopp. (1) Bildning av massiva stjärnor.

(2) Fysiken hos det ISM under extrema förhållanden.

(3) utveckling av unga galaxer.

(4) Uppvärmning och kemisk berikning av det intergalaktiska mediet (IGM).

Först kan det vara intressant att beskriva de viktigaste framstegen.

- Våldsamma och snabba fenomen spelar möjligtvis större roll än vad man trodde förut. Galaxer behöver inte utvecklas i långsamma och balanserade processer utan kan under korta diskontinuerliga tillfällen utvecklas explosionsartat.
- Galaxer utvecklas inte som ensamma öar eller stängda lådor. Det kan däremot ske utbyte mellan närliggande galaxer både kemiskt och energetiskt. Samgående och växelverkande galaxer initierar stjärnbildningsutbrott vilka producerar utflöden av joniserad gas utanför galaxen.
- Stoft i galaxer påverkar våra observationer av stjärnbildning och avlägsna galaxer. Spektrala energidistributionen för unga stjärnpopulationer når ett maximum precis för de våglängder stoftet påverkar mest.

Stjärnors relativt låga effektivitet vid energiproduktion ( $E \approx 10^{-3} M_{\odot} c^2$ ) tillsammans med de oerhört höga energikraven ( $10^{59}$ - $10^{61}$  ergs) vid stjärnbildningsutbrott förklarar varför det krävs ordentliga mängder gas i galaxens mittersta 100 kiloparsek, minst  $10^8$ - $10^{10} M_{\odot}$ . Då beräknas ändå omvandlingen från gas till stjärna vara 100 %. Observationer stöder dessa värden (cf. Sanders & Mirabel, 1997).

Yttätheten för den kalla ISM i stjärnbildningsutbrottskärnor är relativt hög, ca  $10^3 M_{\odot} pc^{-2}$ . (Elmegreen, 1997) Tiden för ett sådant moln att växa så stort att gravitationen får det att kollapsa är relativt kort, ca 1 miljon år. Förbrukningen av gas i ett stjärnbildningsutbrott, via stjärnbildning eller supernovadrivna utflöden, går så fort att gravitationen inte hinner förse utbrottet med materia från den galaktiska skivan. Eftersom gas måste tillföras utbrottet i samma takt som det förbrukas krävs det utöver gravitationen en extern kraft. Massan involverad i ett stjärnbildningsutbrott är jämförbar med massan hos en normal galax. Den extra kraften måste därför orsaka hastigheter i det ISM jämförbara med skivans rotation. (Larson 1987, Elmegreen 1997). För att illustrera, ett system påverkat av enbart gravitationen, kollapsar med en högsta infallstakt av  $25 M_{\odot}$  per år. Detta kan jämföras med observerade stjärnbildningsutbrott där stjärnbildningen är  $10$ - $100 M_{\odot}$  per år (Lehnert & Heckman, 1996b). Effektiviteten hos stjärnbildningen måste då även beaktas. Slutligen måste kraften vid stjärnbildningsutbrott vara både icke-cirkulär och kraftfull, samt kunna påverka stora delar av materien i en galax.

Observationer stöder de ovan förda argumenten och indikerar att kraften till stjärnbildningsutbrotten kommer från växelverkande eller samgående system. (cf. Sanders & Mirabel 1997). Det är i huvudsak 2 olika morfologiska observationer.

- Närvaron av 2 eller flera kärnor i ett slutet distorderat område. Något som skulle kunna påvisa samgående galaxer.
- Närvaron av en andra galax med relativ närhet och luminositet, tillsammans med kännetecknande bryggor och svansar. Något som utmärker växelverkande galaxer. (Toomre & Toomre, 1972)

Numeriska beräkningar har gett oss en bild av händelseförloppet mellan 2 mötande galaxer (cf. Mihos & Hernquist, 1994a,b). Växelverkan rubbar omloppet för stjärnor och gas i galaxskivan. Gasmolekylerna krockar med varandra och deras kinetiska energi förskingras. Stjärnor och gas blir då tillräckligt skilda från varandra att vridmomentet från gravitationen de mellan överförs till stjärnorna. Gasen kan då falla in mot galaxens centrum och nära stjärnbildningsutbrottet. Om de 2 galaxerna passerar varandra tillräckligt långsamt och i rätt riktning, kan dynamisk friktion föra över tillräckligt med energi till den mörka materian i omgivningen. En sådan sammanslagning borde ta några gånger tiden för en rotation (ca  $10^9$  år) av galaxen. Stjärnbildningsutbrottet blir tyvärr mycket kortare.

Det finns teorier att elliptiska galaxer skulle vara produkten av 2 samgående skivgalaxer med efterföljande stjärnbildningsutbrott (cf. Schweizer, 1992, Barnes, 1995). Kinetiskt oberoende kärnor i elliptiska galaxer har observerats (Franx & Illingworth, 1998). Deras centrala stjärnor har rörelsemönster vitt skilda från resterande stjärnor i galaxen. Det finns även en typ av galaxer kallade "E+A". De har ett spektra bestående av summan av en elliptisk galax plus en

dominerande population A-stjärnor. Detta kan vara post-stjärnbildningsutbrottsgalaxer i utvecklingen mellan utbrott och regelrätt elliptisk galax ( cf. Zabluf et al, 1997).

Oerhört luminösa stjärnhopar kallas för superstjärnhopar. De anses utgöra 20 % all ultraviolett vakuumstrålning och därmed 20 % av alla tunga stjärnor. Superstjärnhoparna kan möjligtvis vara föregångare till vanliga stjärnhopar (cf. Whitmore & Schweizer, 1995). Om 25 % av alla tunga stjärnor bildades i stjärnbildningsutbrott skulle det betyda ett av följande: (Heckman, 1997)

- Under hela universums gång bildas 25 % av alla stjärnor i stjärnbildningsutbrott. De flesta stjärnbildningsutbrott pågår i centrala delar av galaxer och slutprodukten av dessa händelser är elliptiska galaxer, bildade av samgående galaxer. De enda kvarvarande resterna från detta borde vara de innersta delarna av skiv- samt elliptiska galaxer. Tyvärr är elliptiska och centrala delar av galaxerna för röda. Det är möjligt att teorin stämde för en svunnen tid i vårt universum.
- Stjärnbildningsutbrott bildar bara tunga stjärnor och lämnar därefter lite långlivade stjärnor kvar (cf. Rieke et al, 1993vs. Satyapal et al 1997).

Det intergalaktiska mediet (IGM), det medium som finns mellan galaxer, utgör huvuddelen av alla baryoner i galaxhopar (Donahue, 1997). En jämförelse mellan de synliga galaxerna och universum indikerar att 80-90 % av alla baryoner i universum finns i det IGM ( cf. Turner et al 1996). Stjärnbildningsutbrott kan spela en viktig roll vid upphettningen och ”nedstoftning” av den IGM.

De massiva stjärnorna i stjärnbildningsutbrott, kan vara en avsevärd källa av fotoner för att jonisera väte och neutralt helium i det IGM. Varje baryon i en stjärna producerar ca 3000-20000 fotoner, antaget en vanlig IMF. Ett litet stjärnbildningsutbrott har kapaciteten att excitera stora mängder IGM. Nutida observationer visar att endast en liten del av den joniserande strålningen undkommer galaxen vid stjärnbildningsutbrott, ca 20 %.

( Leither et al 1995, Hurwitz et al, 1997). Stjärnbildningsutbrottets roll i joniseringen av det IGM är ännu ej riktigt bestämd.

Under de senaste åren har observationer bekräftat närvaron av utflöden från galaxer. (Veilleux, Cecil, & Hawthorn, 1996). Något som tydligt kan ses på färgbilder över e338-ig04. Stjärnvindar och supernovor tros driva dessa supervindar. Gasen i galaxens omgivning har en uppskattad termisk energi jämförbar med den totala mekaniska energin från stjärnbildningsutbrottet. Observationer visar att luminositeten hos det omgivande mediet är ett fåtal % av andelen från uppvärmning med supernovor. (Dalhem, Weaver, & Heckman, 1997). Detta kan betyda att lite av den mekaniska energin i stjärnvindar och supernovor från stjärnbildningsutbrott försvinner i form av strålning.

Den undflyende gasen har observerats vara kallare än gas upphettad av supernovor och stjärnvindar från stjärnbildningsutbrott. Gasens temperatur vid flykt beräknas given hastigheten till ca  $4 \cdot 10^6$  K (Wang 1995). Kommer hastigheten att räcka för att undfly galaxen eller kommer den kylas och falla tillbaka? Temperaturen för gasen i supervindar anses oberoende av galaxens rotation medan flykttemperaturen är relativ kvadraten av rotationshastigheten, modul närliggande omgivningens mörka materia. Det verkar som om gasen lätt kan undfly dvärggalaxer med stjärnbildningsutbrott men inte de mest massiva

(Dahlem, Weaver, & Heckman, 1997). Det här kan vara kopplingen mellan andelen metaller i stjärnpopulationer och flykthastigheten för gas i elliptiska galaxer (Larson & Dinerstein, 1975).

Den senaste tidens observationer pekar på stora mängder metaller i det IGM (Mushotzky et al, 1996). Tunga element som O, Ne, Si och Fe har hittats och betyder att supernovor har varit närvarande. En avsevärt större del gas skjuts ut ur galaxen med supernovor än vad som förvandlas till stjärnor. Om stjärnbildningsutbrott lokalt räknas som galaxbildning är bildandet av galaxer en oerhört ineffektiv process. Endast en liten del baryoner stannar i galaxen och förvandlas till stjärnor.

## 5. Blå Kompakta Galaxer

Följande kapitel granskar blå kompakta galaxer lite närmare

De krav som ställs på en galax för att den skall vara en BKG har redan behandlats i inledningen. Det finns dock en rad frågor att besvara angående dessa livfulla galaxer. Är externa krav det viktigaste för förståelsen av de kraftiga stjärnbildningarna eller krävs det en viss typ av galax? Styr infallande moln tändningen av stjärnbildningsutbrott eller sköts detta av oregelbundna turbulenta rörelser i gasen? Många frågor!

Vid studier av de centrala delarna av en BKG är det lätt att tro att de är unga. Galaxens nära omgivning skulle kunna ge ledtrådar om den äldre populationen, om en sådan existerar. Bara det faktum att galaxerna har en jämn fördelad omgivning tyder på en hög ålder. Tiden för utspridning av ett system av stjärnor på ett par kpc är några gånger  $10^8$  (Bergvall, Östlin 2000). Detta kan gå snabbare om mediet är visköst.

En intressant fråga är hur galaxen såg ut innan stjärnbildningsutbrottet och vilka komponenter som krävdes för att initiera den. Det finns starka bevis för en underliggande komponent skulle vara en gammal galax med kontinuerlig stjärnbildning. (E.Moy, 2000). Det finns också stöd för att den underliggande komponenten skulle vara ett kraftigt tidigare stjärnbildningsutbrott. Det finns även teorier om att elliptiska galaxer skall vara slocknade stjärnbildningsutbrottsgalaxer (Larsson, 1997).

En omstridd ung galaxkandidat är IZw18. Den tillhör gruppen Blå kompakta dvärgar (BKD) och de har vanligtvis massor på ca  $10^7$ - $10^9 M_{\odot}$ . Andra kännetecken är låg luminositet ( $M_B > -17$ ), litet överflöd av kemikalier samt relativt hög gas/massa andel. IZw18 har relativt unika egenskaper i sin klass. Andelen syre är låg, 1/50 del av solen (e.g. Alloin et al. 1978; Izotov and Thuan 1999). Vindar från massiva stjärnor samt supernovor kan dock svepa bort metaller och därmed skapa den ungdomliga profilen. Nutida observationer (Östlin 2000) i nära infrarött på IZw18 visar utvecklade röda stjärnor, vilket ger galaxen en ålder minst 1 Giga år.

Då ingen mer gas kan tillskjutas stjärnbildningsutbrotten är de snabbt övergående och ändrar avsevärt morfologin för galaxen. Baserat på fotometriska data HI-massor, kinematik och kemiska överflöd menar Bergvall och Östlin (1998, 2000) att BKG bildas av samgående massiva gasrika och på ytan låg luminösa galaxer, gasmoln eller tidiga dvärggalaxer.

Bipolära utflöden till det IGM går att observera på e338-ig04. En svår fråga att besvara är hur och i vilken mängd dessa metaller kan nå utträdes hastigheter. Utflöden öppnar även kanaler i den gasrika galaxomgivningen vilket gör det lättare för Ly kontinuumfotoner att fly. Dvärgar

med stjärnbildningsutbrott kan därför stå för en hel del av återjonisationen av det IGM efter rekombinering.

E338-ig04, även känd som Tololo 1924-416, har diskuterats flitigt i den vetenskapliga litteraturen. Den apparenta magnituden är den högsta observerade över den södra himmelen och dess absoluta magnitud är relativt stark ( $M_B = -18.9$ ). Galaxen domineras av det centrala stjärnbildningsutbrottet och saknar tecken på kondensation. Bilder med högre upplösning tagna av HST visar stjärnhopar. Vissa av dessa skulle kunna vara moln av ännu ej bildade stjärnor. Ålderskillnaden dem emellan är för liten för att förklara stjärnbildningsutbrottets initiering med gas i ljudhastighet. (Östlin 2003)

Den maximala längden på ett stjärnbildningsutbrott har uppskattats från HST data till mindre än 100 miljoner eller mer troligt 50 miljoner år. (Östlin 1998)

Vid låg upplösning påminner morfologin om en snedställd skiva.  $H\alpha$  kinematik taget från Fabry-Perot spektroskopi avslöjar något som kan tolkas som 2 separata dynamiska system. Som om galaxen genomgår ett samgående av 2 mindre enheter.

En möjlighet är att skivan består av en äldre stjärnpopulation. I  $H\alpha$  observationer syns strukturer vinkelräta mot planet. Detta kan tolkas som bipolära utflöden från nebulosan. Vidare bevis av in- och utflöden fås från chockkänsliga [SII]/ $H\alpha$  emissionslinjer. (Östlin, Bergvall 2000). De visar en kontinuerlig ökning från centrum och utåt. Centrum för spridningen av de globala anhopningarna visar på en förskjutning relativt stjärnbildningsutbrottet. Vid en närmare titt på bredbandsbilderna får man känslan av att centrum för utspridningen av de globala anhopningarna överstämmer med den underliggande rödare populationen vilket kan vara värden för utbrottet.

Observationer från 1979 och 1983 visar på en ökning av den optiska ljusstyrkan. (Bergvall 1985). Nutida data från 1997 och 1999 (Doublier 1999) bekräftar att den optiska ljusstyrkan är varierande. Tvärtemot visar inte nära IR observationer några förändringar. Variationer i observationer över tid påverkar förmodligen till största del centrum men inte de yttre områdena av galaxen.

För en vidare analys av huruvida en äldre komponent existerar, vilket det argumenteras för senare, kvarstår en del svåra frågor. Hur mycket påverkar den höga luminositeten i centrum luminositeten i omkringliggande områden och var i fotometriken ska det letas efter den underliggande komponenten? Det är lätt att utifrån färgerna på den omgivande äldre galaxkomponenten avgöra åldern. Dessa värden måste dock behandlas med ytterst misstänksamhet. Beräkningar av Östlin och Bergvall (2000) menar att emissionen från den centrala nebulosan kan stå för en avsevärd del av luminositeten i den omgivande komponenten. Det är möjligt att gasen blir joniserad av unga eller gamla varma stjärnor i närheten. I så fall utgör de inget problem då de inkluderas i beräkningarna. Tyvärr är det dock fullt möjligt att stjärnbildningsutbrott i den centrala nebulosan kan jonisera gasen i den omgivande komponenten. Det är även möjligt att undflyende gas från centrum joniserar mekaniskt eller via ledning. Inga observationer stöder teorin om närliggande stjärnor med tillräcklig luminositet för att jonisera gasen. Den storskaliga bilden av  $H\alpha$  skiljer sig även från bredbandsfärgbilderna. Mekanisk energi och ledning är viktig för joniseringen nära centrum. Hur viktigt det är på längre avstånd är svårt att säga, värmetillförseln är nog ändå viktig (Heckman et al. 2001). Bergvall och Östlin finner att den maximala HII radien för angelägna parametrar når ca 100 kpc radie ut. Det är alltså fullt möjligt att stjärnbildningsutbrott i centrum joniserar omgivande delar av galaxen. Stjärnbildningsutbrottets styrka kan även underskattas då den rekombinerande gasens position inte överstämmer med platsen för emitterade fotoner.

Nästa fråga följer i den förra frågans fotspår. Hur och var hittas den underliggande komponenten. Olika försök att anpassa en luminositetsprofil till den omgivande komponenten har gjorts. De flesta anpassningar har gjorts med en skivstruktur. Olika resultat härstammar från olika radier vid anpassning. Tidiga resultat, med relativt låg exponering, visade att skivan inte kunde vara en ytljussvag galax (YLSG). (Papaderos et al., 1996) Senare undersökningar vid en längre radie visar att en exponentiell anpassning mycket väl passar en YLSG. Dessa galaxer har därför möjligheten att vara anfäder till de BKG.

Nedan följer några möjliga scenarier för utvecklingen av E338-ig04 och likartade galaxer.

- (1) En verkligt ung galax där de allra första stjärnbildningarna observeras
- (2) De stjärnbildningsutbrott som observeras är en generation av flera återkommande utbrott som styrs av infallande kylt gas från tidigare utbrott.
- (3) Växelverkan med en granngalax. Gas i utkanterna faller in mot galaxens centrum
- (4) Samgående galaxer och gasmoln

(1). Det faktum att den kemiska kompositionen är fattig på tyngre ämnen samt väl fördelad tyder på en ung ålder. Färgerna och morfologin hos den omgivande komponenten visar inga tecken på ungdom. Ljuset från omgivande komponent domineras av stjärnor (Bergvall, Östlin, 2000). Den omgivande komponenten måste i alla fall vara minst så gammal som det tar för stjärnorna att stabiliseras i en jämn struktur. Det motsvarar ett antal överrestider eller några hundra miljoner år. Färgen för den omgivande komponenten är mycket rödare än för en metallfattig gasrik YLSG och överstämmer inte alls med en metallfattig ung population. Överstämelsen är godkänd för en metallrik medelålders population (2-15 G år). Bergvall och Östlin finner att den omgivande komponenten är gammal och metallrik. Vad skulle hända om mängden gas och stoft i galaxen ändrades? Hur skulle det påverka färgerna? Ännu en gång finner Bergvall och Östlin att en minskning i emission av den joniserade gasen från de centrala delarna leder till rödare färger. Något som kan betyda äldre åldrar. Det är då även möjligt att de centrala delarna skulle bli blåare och yngre. De ovan nämnda författarna menar även att varm stoft inte påverkar emissionen från den omgivande gasen nämnvärt. Det skulle krävas stora mängder stoft för att omgivningen av galaxen fick en ung ålder. Något sådant är inte troligt. Den sista utvägen är att IMF:en är underlig med en väldigt låg övre massgräns. Något som skulle verka ändå underligare. Teorier om en genuint ung galax är därför relativt förkastliga.

(2). Östlin har visat att e338-ig04 varit involverad i flera tidigare stjärnbildningsutbrott. Men om gasen i det nuvarande utbrottet härstammar från tidigare utbrott borde metallhalten vara högre än den omgivande komponenten. Detta är inte fallet. Vi kan därmed avvisa stjärnbildningsutbrott via återvinning av infallande kylt gas från tidigare utbrott. Det är däremot möjligt att obehandlad gas faller in och initierar utbrott.

(3). Små till medelsmå gasrika galaxer har små överflödsskillnader. Om stjärnbildningsutbrottet orsakades av växelverkande galaxer skulle det ändå vara tvunget att förklara den stora skillnaden i metallhalter mellan utbrottet och galaxens omgivning. Endast galaxer av typ YLSG har dessa egenskaper, men det har visat sig väldigt svårt att initiera stjärnbildningsutbrott i dessa. (Mihos et al. 1997).

(4) Bergvall och Östlin hävdar att det mest troliga är samgående mellan galaxer av olika metallhalter, en gasrik och en gasfattig eller infall av intergalaktiska moln. Det är även den



teori som verkar mest trolig vid en första anblick av observationer. Den underliggande komponenten skulle kunna vara en dvärgelliptisk, massiv ellipsoid skivgalax eller en likartad typ. Den metallfattiga komponenten kan vara en YLSG och inte normala oregelbundna. Om detta antagande är sant borde unga YLSG kunna observeras med neutrala vätgasmoln eller gasrika galaxer i närheten i ett initialt tillstånd för utbrott. Detta observerades av Sadler (2000). De observerade galaxerna varierar i luminositet från  $M_B = -17$  till  $-19.1$  vilket motsvarar den bakomliggande komponenten i BKG.

Relationen mellan färg och gas har ännu något att lära oss om stjärnbildningsutbrott. Om färgerna bara studeras stämmer de väl in på ett metallfattigt utbrott. Detta stämmer tyvärr inte med observerade ekvivalentbredder för  $H\alpha$ . Luminositeten motsvarar en stjärnbildningshastighet på flera  $M_\odot$  per år och den tillgängliga gasen skulle vara konsumerad på ca  $10^8$  år om inte IMF:en är underlig. Förklaringen är nog att utbrottet sker i en äldre komponent. En blandning av äldre och yngre populationer är möjlig. Om 10 % av luminositeten antas komma från den äldre populationen och 90 % från den yngre stjärnbildningsutbrottspopulationen är inte en ålder under 10 miljoner något underligt. Det är i själva verket vad jag har hittat i mina beräkningar.

## 6. REDUKTIONER

Nästan alla observationer har utförts på New Technology Telescope (NTT), La Silla, Chile. Anläggningen tillhör Europeiska rymdorganisationen ESO och ligger på 2375 m ö h. Teleskopet är helt öppna till skillnad från sina kupolformade föregångare och ska på detta sätt jämna ut termiska differenser mellan atmosfär och teleskop.



Teleskopet och speglarna kompenserar för deformationer och fel men inte för atmosfärisk turbulens. Adaptiv optik kompenserar för atmosfäriska störningar och är under utveckling. Teleskopet är utrustat med en 3.58 meters spegel och hade vid premiären 1989 väldigt bra skärpa. 2 speglar leder ljuset ner till instrumentet där filter och kameror är placerade. För de flesta bilder användes EMMI (Eso Multi-Mode Instrument). Instrumentet har 2 armar vilket möjliggör snabba och enkla byten av utrustning.

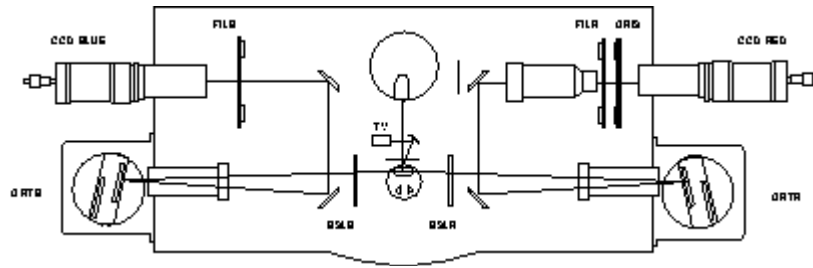


BILD PÅ EMMI

Ett filter reglerar vilka våglängder av ljuset som skall observeras. För observationer av kontinuum används bredbandsfilter med en effektiv filterbredd på ca 1000 Å. Emissionslinjer behöver smalare filter för att separera de olika emissionslinjerna.

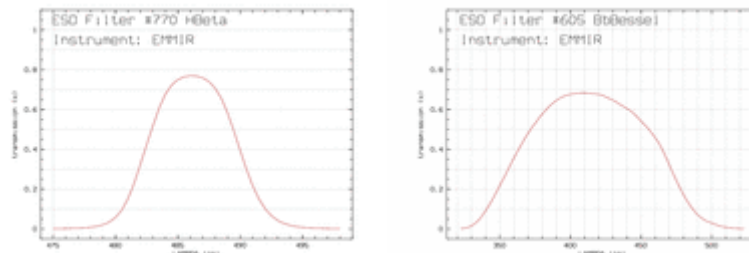


BILD PÅ TRANSMISSIONSPROFILER FÖR 2 FILTER

Idag använder astronomerna digitala fotoplåtar s.k CCD's (Charged Coupled Devices) för att registrera ljuset. CCD'n delar in bilden i pixlar vilka utgör de minsta beståndsdelarna. I varje pixel kan sedan intensiteten avläsas. CCD'n reagerar olika för olika våglängder vilket anges av kvanteffektiviteten. Fotonens energi är som bekant linjärt beroende av dess frekvens. Efter det att CCD'n har utsatts för bestrålning i godtycklig tid avläses bilden i kolumner. Har någon pixel i kolumnen varit defekt förloras all information i bakomliggande ordning vid inläsning.

Om en CCD överexponeras mättas pixlarna, satureras. Varje pixel kan bara hålla en viss laddning och när denna överskrids kan stavformade deformationer uppstå vid kolumnläsning. Avgörande för bildens kvalitet är seeingen eller skärpan. Eftersom Stjärnorna är rena punktkällor är deras spridningsfunktion ett mått på skärpan.

13 olika observationer har använts. 7 bredbandsbilder i banden:

	nm	Temp (k), svartkroppsstrålning
B	422	6867
V	542	5347
R	641	4521
I	799	3627
J	1260	2300
H	1620	1789
K	2110	1373

Svartkroppsstrålningen når ett maximum vid den angivna temperaturen samt Motsvarande våglängd.

samt 3 smalbandsbilder fokuserade på emissionslinjer för rekombinerande väte och syre samt deras kontinuum.

Vid reduktion av Observationerna har en viss ordning följts och denna kan tjäna att förstå alla komplikationer vid observering och reducering. Till min hjälp har ett program använts för bildreducering kallat Midas. Programmet är framtaget av ESO och har en mängd färdigställda rutiner för att hjälpa till vid reducering.

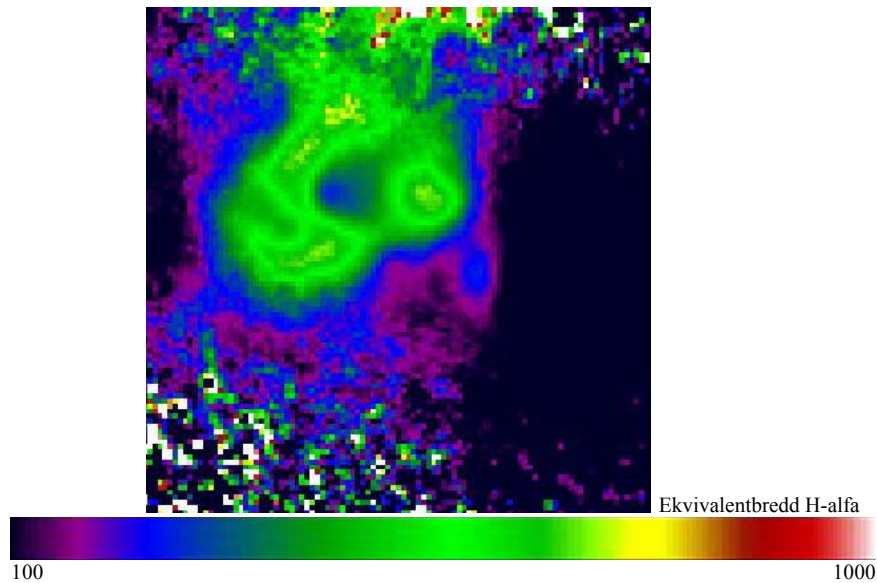
- CCD'n har en pålagd spänning kallad **bias**. Denna spänning har till uppgift att alltid förse analog till digitalomvandlarna med en positiv signal. Vid tagning av en biasbild exponeras inte CCD'n för ljus. Bilden består bara av ett brus. Om många sådana bilder finns kan ett medelvärde bildas. Observationen subtraheras sedan med biasbilden. Om Biasbild saknas finns det alltid vid utkanterna av observationerna remsor som inte har exponerats för ljus, där kan också en biasnivå utläsas.
- CCD'n plockar inte bara upp fotoner utan även all sköns olika **kosmiska partiklar**. Dessa skapar som tur är oregelbundna prickar med kraftigt avvikande värden från observationen. Med hjälp av ett filter i Midas ersätts alla kraftigt avvikande pixlar med ett medelvärde taget från omgivningen.
- Givet en jämn ljuskälla kommer inte alla pixlar att reagera likartat. Känsligheten varierar över ccd'n. Bilder tas då på en jämn ljuskälla för att upptäcka möjliga avvikelser. Detta kallas för **flat-field**. Flat-fieldbilden normaliseras samt multipliceras med observationen.
- **Exponeringstiden** normaliseras till en sekund. Observationen delas enkelt med sin exponeringstid.
- **Atmosfärisk påverkan** måste beaktas. Vinkeln mellan jordytan och det infallande ljuset samt observationens höjd och luftsammansättning tillsammans med våglängden ger ett värde för justering av observationen. Detta förbättrar inte skärpan eller den atmosfäriska turbulensens inverkan.
- Observationerna kalibreras sedan efter givna **kalibreringsstjärnor**. Viktigt är att noga kontrollera de stjärnor som används så att de inte är saturerade. Observationerna anges i apparent flux per våglängd d.v.s  $\text{erg/s/cm}^2/\text{\AA}$ . ( $1 \text{ erg} = 10^7 \text{ joule}$ ). Den totala strålningen från källan delas med ytan av en sfär med radie lika med avståndet källan-jorden,  $\text{FLUX}_{\text{APP}} = \frac{\text{FLUX}_{\text{TOT}}}{4\pi R^2}$ , därav enheten  $\text{cm}^2$ . Fluxen anges i intensitet per intervall över filterbredden. Felet från de uppmätta referensstjärnorna fortplantar sig till observationerna vid kalibrering och har i mitt fall varit i storleken några hundradels magnituder.
- Galaxens hastighet relativt jorden skapar en upplevd **våglängdsförskjutning**. Utifrån Einsteins relativitetsteori kan denna förskjutning beräknas om hastigheten är känd.  $\lambda_{\text{jord}} = (1 + \frac{v}{c}) * \lambda_{\text{emm}}$ . Tyvärr användes inga specialtillverkade filter för observationen av e338-ig04. De filter som används är därför inte perfekt centrerade på galaxens emissionsvåglängd relativt våglängdsförskjutningen. Det blir därför

nödvändigt att kompensera för denna dåliga centrering. Filtrets transmissionsprofil ger ett värde för hur mycket observationen ska kompenseras.

- Observationen har en **bakgrundsstrålning** från stjärnhimmelen och månen. Denna tas bort med en färdig rutin i midas som anpassar ett polynom av grad 1 eller 2 till bakgrundsstrålningen. Det vill säga, allt i bilden som inte är stjärnor eller galaxer. Polynomet subtraheras sedan från bilden varav bakgrunden får ett medelvärde på noll.
- Bilderna **upplinjerar** för att få samma orientering. Självklart nödvändigt om några som helst spatials beräkningar mellan bilderna skall ske. Ett antal stjärnor fixeras i observationen varav midas så gott det går försöker anpassa observationerna mot varandra. Upplinjeringen är en viktig felkälla då den oftast blir relativt dålig. Vid division av 2 upplinjerade bilder blir konturer lätt suddiga och deformerade.
- Finns det flera bilder av samma sort kan ett **medelvärde** bildas av dem. Detta förbättrar bildens S/N värde.
- Smalbandsobservationerna subtraheras med sina kontinuumbilder. Om upplinjeringen är dålig medför detta fel i bilden, något som har varit ett problem.
- Observationerna har ofta olika skärpa, Seeing. Detta är ett mått på hur utspridd gaussfördelningen för en stjärna är. Med ett **gaussfilter** i midas kan stjärnprofilerna smetas ut så att de överstämmer.
- **Kosmetiska fel** kan korrigeras som till exempel kolumner med förstörda pixlar. Midas har rutiner som bildar medelvärden från omkringliggande pixlar.

Observationerna är nu klara att användas. Det finns även andra bilder som kan vara av intresse att ta fram i ett initialt skede. Ekvivalentbredden säger oss hur stark rekombinationslinjen är jämfört med närliggande kontinuum och har enheten Ångström.

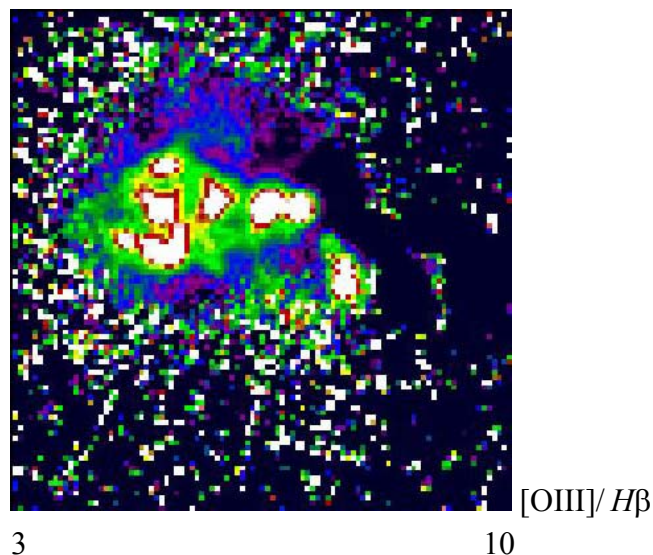
$$EKV = \frac{FLUX, LINJE_{\lambda} * FILTERBREDD}{FLUX, KONTINUUM_{\lambda}}$$



Om det finns bilder på väterekombinationslinjer är det intressant att ta första och andra rekombinationslinjen och bilda en  $H\alpha / H\beta$  bild. Kvoten är relativt konsekvent och skall till största del bara påverkas av stoft i galaxen. Detta gör den ypperlig för mätning av rödfärgningen av bredbandsobservationerna.

$$H\alpha / H\beta = \frac{FLUX_{\lambda, H\alpha} * FILTERBREDD}{FLUX_{\lambda, H\beta} * FILTERBREDD}$$

Det är även intressant att bilda kvoten av [OIII] och  $H\beta$  vilket ger en uppfattning om hårdheten på det joniserade kontinuumet.

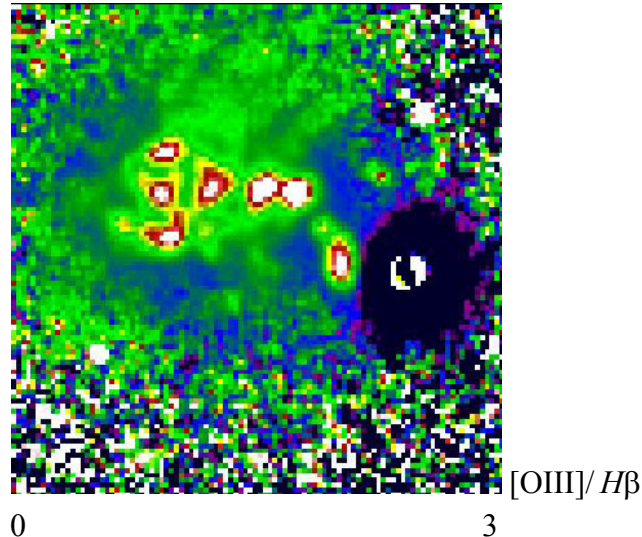


Tyvärr blev denna kvot något för hög. Vi misstänkte då att en närliggande emissionslinje (4959 Å) mellan [OIII] och  $H\beta$  läckte in i kontinuumobservationen. Transmissionen för 4959 linjen i filtret avsett för kontinuumobservation är ca 2.5/60. Kvoten mellan dessa linjer är ungefär 2.95. Det är då möjligt att beräkna hur stor del av kontinuumet, med en effektiv filterbredd på ca 60.7 Å, som utgörs av 4959 linjen.

$$v = (1/2.95)*2.5/60*ekvb[OIII]$$

$$Ny\ Kont = Kont*(1-(v/(v+60.7)))$$

Efter att ha beräknat  $H\beta$  kunde ett nytt värde på  $[OIII]/H\beta$  beräknas. Detta gav ett något lägre värde vilket bilden nedanför illustrerar.



Det finns fortfarande ett stort problem med bredbandsobservationerna. Vid användandet av breda filter täcks en relativt stor del av kontinuumet. Emissionslinjer i filterintervallet läcker då in i bredbandsobservationen. Detta ger en fysikaliskt missvisande bild. Möjligen skulle det kunna gå att reducera bort dessa emissionslinjer.

## 7. MODELLER

De modeller som diskuteras i nedanstående kapitel är alla skrivna av E. Zackrisson, N. Bergvall, K. Olofsson och A. Siebert.

Spektrala evolutionära modeller (SEM) har varit oerhört viktiga för den moderna extragalaktiska astronomin. De modeller som har använts har varit speciellt framtagna för att handskas med emission från nebulosan, utveckling innan huvudserien samt galaxer med låg metallhalt.

För en korrekt modellerad kemisk utveckling måste gasens flöde betraktas. Särskilt i små galaxer då gas emitteras från systemet. För stora galaxer kan detta också vara angeläget om utbrottet sker i utkanten av galaxen. Detta är något modellen inte beaktar. Istället antas en konstant utveckling av metallhalterna. Behandlingen av stoft är ett likartat svårt problem. Stoft kan förekomma i ett stort antal kemiska kompositioner, storlekar och geometrier. Något som leder till stora skillnader i den globala spektrala distributionen.

Enkelt sett är modellen uppbyggd av 3 delar. (1) Vanlig utveckling av de spektrala parametrarna för en stjärna. (2) Hur nebulosan påverkar omgivningen. (3) Utvecklingen av stjärnor innan de når huvudserien.

Först beskrivs del 1. Den spektrala utvecklingen i modellen använder sig av spår för stjärnutveckling, spektra för teoretiska stjärnatmosfärer och en fotojonisationsmodell för att förklara färger och spektrala energidistributioner för galaxer i åldrarna 0-15 G år.

Stjärnkomponenten representeras av en enkel stjärnpopulation med en konstant andel metaller

under hela utvecklingen.  $Z = 0.001, 0.004, 0.008, 0.020, 0.040$ . Den initiala massan följer en enkel exponentialfunktion:  $\Phi(m, \alpha) = \frac{dN}{dm} = Cm^{-\alpha}$ .

Massan håller sig inom massintervallet  $[m_1, m_2]$ . Normaliseringskonstanten bestäms här av den totala mängden massa som förvandlas till stjärnor. Modellen tillåter massor i intervallet  $0.08-120 M_\odot$  och godtyckligt värde på  $\alpha$ . Stjärnbildningshistorien kan modelleras efter en konstant stjärnbildning av godtycklig längd ( $\tau$ ).

$$SFR(t, \tau) = \frac{M_0}{\tau}, 0 \leq t \leq \tau$$

$$SFR(t, \tau) = 0, t > \tau$$

Eller en stjärnbildning med exponentiell avklingning över tiden

$$SFR(t, \tau) = \frac{M_0}{\tau} \exp\left(-\frac{t}{\tau}\right)$$

där  $\tau$  är den exponentiella avklingningshastigheten för stjärnbildningshastigheten.  $M_0$  är den totala massan tillgänglig för stjärnbildning.

För de stjärnor som ännu inte nått huvudserien råder speciella förutsättningar. Det är allmänt ansett att de inte bidrar till den totala optiska luminositeten förrän de framträder ur sina stoftsfärer. Särskild hänsyn tas till detta i modellen.

För att inkludera nebulosans inflytande över omgivningen, i både kontinuum och emissionslinjer, har den modellerats utifrån spektrala energidistributioner för stjärnpopulationer som en värmekälla till fotojonisationsmodellen av Cloudy version 90.05. Det gör våra parametrar för gas mycket flexibla än tidigare modeller. Parametrar som går att variera är täckningsfaktorn, fyllnadsfaktorn, gasens metallhalt samt vätsdensitet. Täckningsfaktorn simulerar möjliga hål i nebulosan. Fyllnadsfaktorn anger grynigheten i stoftet.

Den monokromatiska fluxen för en galax vid tid  $t_{gal}$  kan skrivas:

$$F_\lambda(t_{gal}, \tau; \alpha) = \int_0^{t_{gal}} \int_{m_1}^{m_u} SFR(t_{gal} - t_{star}, \tau) \Phi(m, \alpha) f_\lambda(m, t_{star}) dm dt_{star}$$

$\Phi(m, \alpha)$  är här normerat till  $1 M_\odot$ .

$f_\lambda(m, t_{star})$  motsvarar det monokromatiska fluxet från en stjärna med en initial massa  $m$  vid våglängd  $\lambda$  och ålder  $t_{star}$ . En av integralerna förenklas och det monokromatiska fluxet blir:

$$F_\lambda(t_{gal}, \tau, \alpha) = \sum_{i=1}^{p-1} SFR(t_{gal} - t_{star,i}, \tau) \sum_{j=1}^{q-1} \Phi(m_j, \alpha) (m_{j+1} - m_j) \int_{t_{star,i}}^{t_{star,j+1}} f_\lambda(m_j, t_{star}) dt_{star}$$

$$t_{star,1} = 0$$

$$t_{star,p} = t_{gal}$$

$$m_1 = m_l$$

$$m_q = m_u$$

Antalet gånger och massintervall anges av  $p-1, q-1$  motsvarande.

Problemet med att simultant förenkla båda integralerna är att det kan uppstå oscillerande färger och luminositet när korta stjärnbildningsutbrott modelleras. Dessa fenomen uppstår när

stjärnor på en bana plötsligt hoppar till en annan utvecklingsfas vilka följande stjärnor inte kommer till för än senare. Nutida beräkningar menar att det ska vara indifferent vilken av de 2 integralerna som förenklas. Det finns dock alltid en möjlighet att gömda approximationer i förenklingarna kan ha betydelse i särskilda situationer.

För vidare information se (E.Zackrisson, N.Bergvall, K.Olofsson, A.Siebert, 2001).

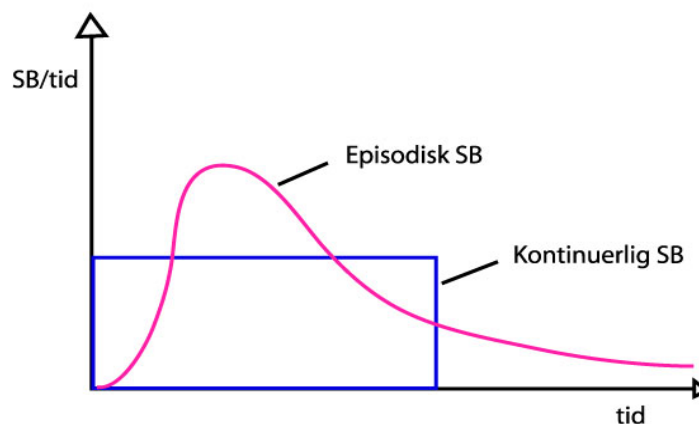
De modeller som använts täcker våglängdsintervallet 422-2110 nM och är angivna i färger relativt V-bandet. De är alla normaliserade mot stjärnan Vega. Förutom färger ger även modellerna emissionslinjer samt massor. Modellerna är döpta efter sina parametrar, t.ex colESO\_me3\_001\_001\_2.35\_120\_0.08\_c1E7\_cov1\_1E12M\_sn, och tolkas på följande sätt:

001\_001 : Metallhalten i stjärnan respektive gasen. Siffervärdet anger kvoten ämnen  $Z > 3$  relativt alla ämnen. 001 betyder 1 promille. Solen anses ha 2 % tyngre ämnen.

2.35 : lutningen för IMF:en

120\_0.08: massintervallet i IMF:en, enheten är solmassor

c1E7: Stjärnbildningshistorien. I våra modeller kan stjärnbildningen beskrivas på 2 sätt, kontinuerligt och episodiskt. I den kontinuerliga sker konstant stjärnbildning tills dess att den avslutas abrupt. Den episodiska stjärnbildningen avklingar exponentiellt.

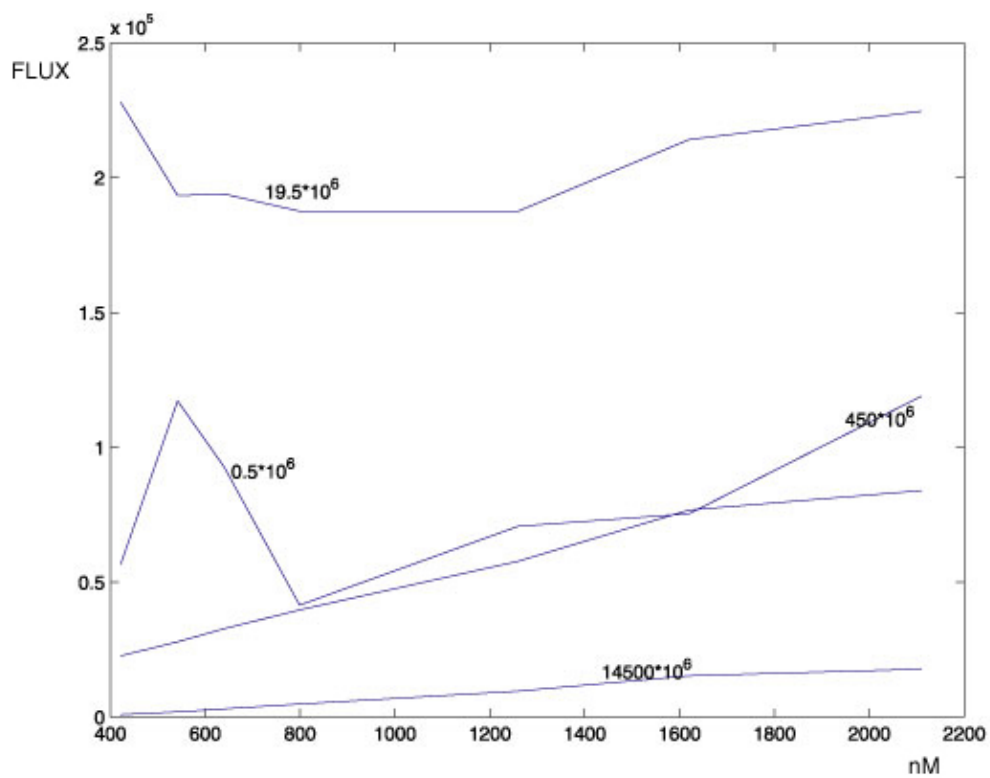
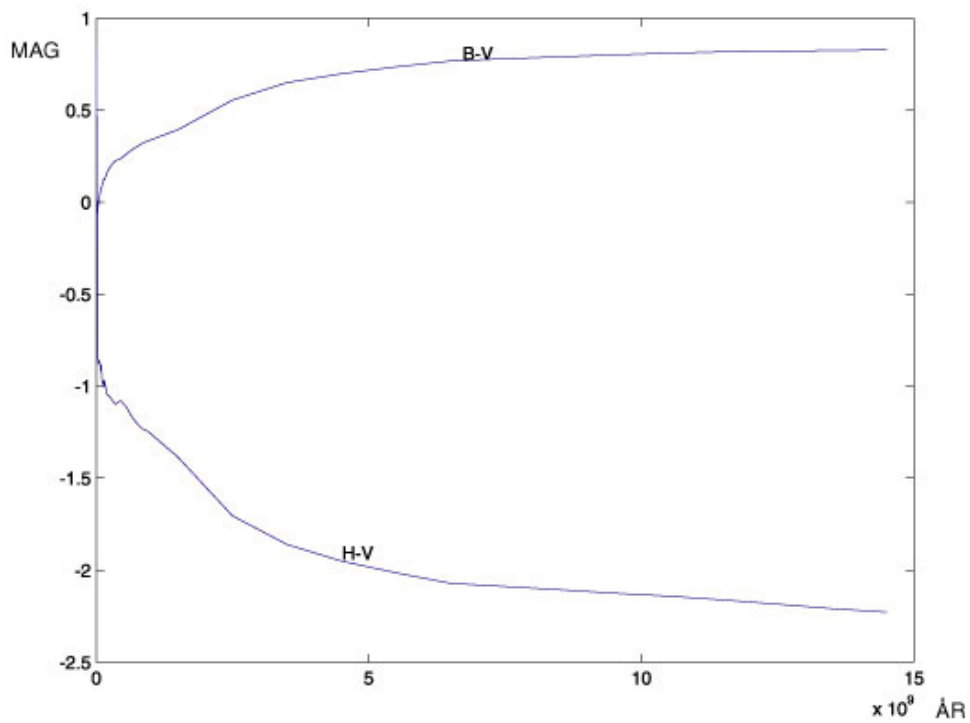


cov1: Täckningsfaktorn anger hur stor del av den rekombinerande strålningen från nebulosan som skyms av stjärnor. Vid 1.0 skyms strålningen totalt.

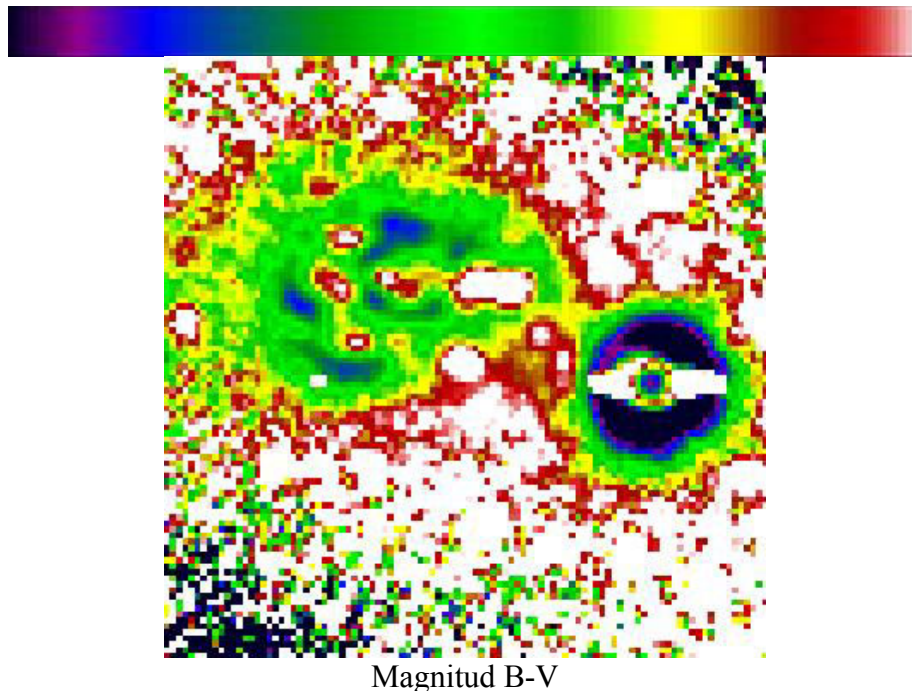
1E12M: Anger den totala massan gas modellen förutsätter. Enheten är solmassor.



Nedan följer färg och spektralutvecklingsdiagram för modell  
colESO\_me3\_001\_001\_2.35\_120\_0.08\_c1E7\_cov1.



Det kanske går att jämföra färgbilder direkt med modellerna för att få en aning om åldersfördelningen!



De unga områdena i centrum syns relativt klart och en jämförelse med modellen bör ge en ålder på några miljoner år. I utkanten av galaxen överstämmer färgen även med mycket äldre åldrar.

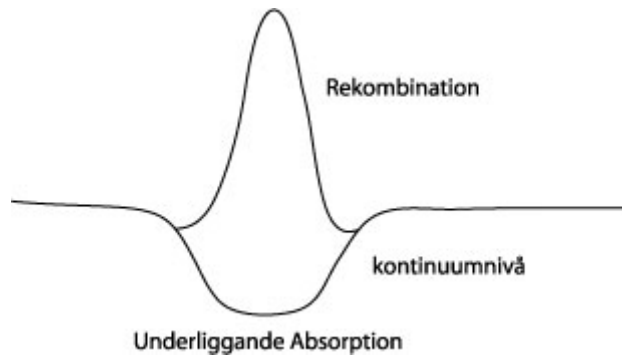
## 8. PROGRAM

Programmets främsta uppgift är att utföra en minsta kvadratanpassning på modelldata relativt observationerna. De matematiska modellerna beskriver fotojonisationens spektrala utveckling för galaxen i diskreta åldrar. För varje ålder jämförs modellerna med observationerna och den med bäst spektrala passform relativt observationerna väljs ut. Anpassningen kan utföras i 1 eller 2 dimensioner. I 2 dimensioner anpassas 2 åldrar vilkas gemensamma spektrala bidrag jämförs med observationerna.

$$RMS = \sqrt{\sum \frac{(Obs - (C_1 M_{1i} + C_2 M_{2i}))^2}{Obs_i}}$$

Summeringen sker över alla våglängdsband. Obs = observationer och M = modell.

Programmet tar hänsyn till vissa fysikaliska problem. Stjärnorna absorberar till viss del fotonerna i de frekvenser gasen rekombinerar, Underliggande Absorption. Smalbandsbilderna behöver då kompenseras för detta. Vid olika åldrar absorberar stjärnans atmosfär olika mycket strålning.



Allt stoft i galaxen ställer även till problem. Fotoner med kortare våglängd absorberas mer än långvågiga fotoner och det blir nödvändigt att kompensera för detta.  $H_\alpha / H_\beta$  förhållandet ger en indikation om rödfärgningen och kan därmed användas för att kompensera för rödfärgningen.

Principen bakom programmet är enkel.

- 1) En underliggande absorption gissas.
- 2) Smalbandsobservationerna modifieras.
- 3) En konstant för stoftextinktion beräknas och alla observationer kalibreras om.
- 4) En ålder beräknas utifrån minsta-kvadratanpassningen.

En ny underliggande absorption ges av modellsteget och anpassningen varefter iterationen kan fortsätta. När åldern konvergerar avslutas iterationen.

Avgörande för anpassningen är en korrekt viktning. De pixlar med bäst S/N (signal/brus) förhållande ska väga tyngst i anpassningen. Tyvärr var alla bredbandsobservationer förreducerade. Det gick då inte att erhålla något direkt värde på bruset. Istället uppmättes dispersionen, avvikelser från medelvärdet, i bruset. För att vara säker på att det var bruset som uppmättes görs mätningen så långt ifrån galaxens fotometriska kärna som den 100\*100 pixlar stora bilden tillåter.

$$RMS = \sqrt{\frac{\sum V_{ikt_i} \frac{(Obs - (C_1 M_{1i} + C_2 M_{2i}))^2}{Obs_i^2}}{\sum V_{ikt_i}}}$$

Nedanstående lista visar nollpunkterna i flux och magnituder för vikterna, centrerade runt filtret i V. Fluxen anges i godtycklig enhet.

Flux	Mag/arcsec <sup>2</sup>
B: 1.22783	20.2325
H: 1.23416	20.2269
I: 2.09054	19.6547
J: 0.892981	20.5782
K: 2.44287	19.4856
R: 2.10415	19.6476
V: 1.00000	20.4553

För en fysikalisk korrekt anpassning får aldrig konstanterna i minsta kvadratmetoden vara negativa. I fallet med 2 komponenter i anpassningen sätts konstanter mindre än noll till noll.

En 1-dim anpassning utförs då med den andra komponenten. Programmet väljer därför ut om den bästa anpassningen ska vara 2-dim eller 1-dim. I vissa fall i utkanten av galaxen där reduceringen har renderat negativa pixlar blir både konstanterna negativa. Det sker då ingen anpassning alls.

För att få en idé om den underliggande och möjligtvis äldre populationen har utkanten av galaxen, halo, undersökts. Ute i halo har åldern bestämts med en 1-dim anpassning och resultatet använts på 3 olika sätt. (1) Som en undre och övre åldersgräns för den äldre samt yngre komponent (2) Som ett medelvärde på åldern för den äldre komponenten över hela galaxen. (3) För att anpassa en exponentiell åldersstruktur för den äldre komponenten. Alla anpassningar som redovisas förutom specialfallen har gjorts med metod 1. Den yngre komponenten har getts en högsta tillåtna ålder på 230 miljoner år.

Ett svårbehandlat fysikaliskt problem är gasens spatiala dislokation mellan jonisationskälla och rekombination. Då gasen mäts av joniserad strålning kan avståndet mellan fotonkällan och jonisationen bli enormt. För att undersöka effekten av denna utsmetning har en exponentiell struktur multiplicerats med smalbandsbilderna. Strukturen behåller den totala luminositeten men omfördelar gasen till mitten av galaxen.

För att relatera olika anpassningar med varandra har det totala felet använts, summan av all rms för alla pixlar. Tyvärr normerades inte rms:en vid beräkningarna. Värdena på felet som presenteras i kapitlet resultat kan därför bara användas som jämförande värden förutom den rms karta som visas som är tillverkad med normerad rms. Det anses att en mer korrekt fysikalisk modell ska ge ett mindre totalt fel. Om detta kan det säkert debatteras en hel del.

För att underlätta och påskynda beräkningarna har vissa pixlar utelämnats eller specialbehandlats. Till höger om galaxen kan en stjärna från vår egen galax tydligt urskiljas. Där är det helt meningslöst att utföra några anpassningar. För pixlarna i utkanten av galaxen har 3\*3 pixlar stora block medelvärdesbildats. Det ger ett högre signalbrus samt avhjälp kraftigt avvikande pixlar. Det gör även beräkningarna snabbare.

## 9. RESULTAT

I denna del redovisas alla försök och resultat. Förklaringar till varför experimenten utförs ges men en vidare slutsats sparas till nästkommande kapitel.

Först presenteras resultaten från de 1-dim anpassningarna. Sedan visas anpassningarna från de lite mer komplicerade 2-dim. Sist visas ett antal specialanpassningar.

De modeller som använts i anpassningarna är:

```
colESO_me3_001_001_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e6M_sn  
colESO_me3_004_004_2.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_1e6M_sn  
colESO_me3_001_002_2.35_120_2_c1e7_cov1.0_sn  
colESO_me3_001_002_2.35_20_0.08_e3e6_cov1.0_sn  
colESO_me3_001_002_2.35_20_0.08_c1e7_cov1.0_sn  
colESO_me3_001_002_2.85_120_0.08_e3e6_cov1.0_sn  
colESO_me3_001_002_2.85_120_0.08_c1e7_cov1.0_sn  
colESO_me3_001_002_2.85_120_2_e3e6_cov1.0_sn  
colESO_me3_001_002_2.85_120_2_c1e7_cov1.0_sn
```

```

colESO_me3_001_002_2.85_20_0.08_e3e6_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_2.85_20_0.08_c1e7_cov1.0_sn
colESO_me3_020_020_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_004_004_2.35_120_0.08_c1e7_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_020_020_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_020_020_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_004_004_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_004_004_2.35_120_0.08_c15e9_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_004_004_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn
colESO_me3_001_002_1.35_120_2_e3e6_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_1.35_120_2_c1e7_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_1.35_20_0.08_e3e6_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_1.35_20_0.08_c1e7_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_1.35_20_2_e3e6_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_1.35_20_2_c1e7_cov1.0_sn
colESO_me3_001_001_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e6M_sn
colESO_me3_001_001_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e6M_sn
colESO_me3_001_002_1.35_120_0.08_e3e6_cov1.0_sn
colESO_me3_001_002_1.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_sn

```

colESO\_me3\_001\_001\_2.35\_120\_0.08\_c1e8\_cov1.0\_1e6M\_sn

MET                      IMF                      MI                      SBH                      TF                      TM

MET: Metallhalten i stjärnor respektive den interstellära gasen.

IMF: Initiala massfunktionen, siffervärdet anger lutningen.

MI: Massintervallet i IMF:en.

SBH: Stjärnbildningshistorien. Bokstaven före siffervärdet anger om stjärnbildningen är konstant eller exponentiellt avklingande. Siffervärdet anger tidsskalan för stjärnbildning

TF: Täckningsfaktorn.

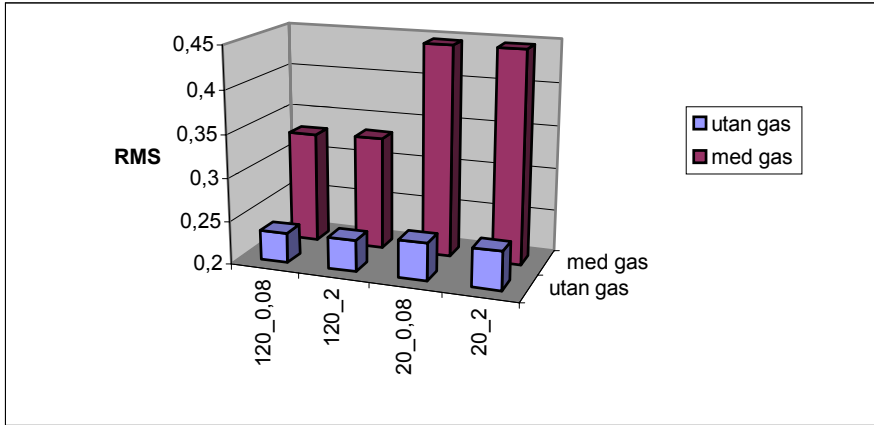
TM: Totala massan.

För en vidare förklaring se kapitlet MODELLER.

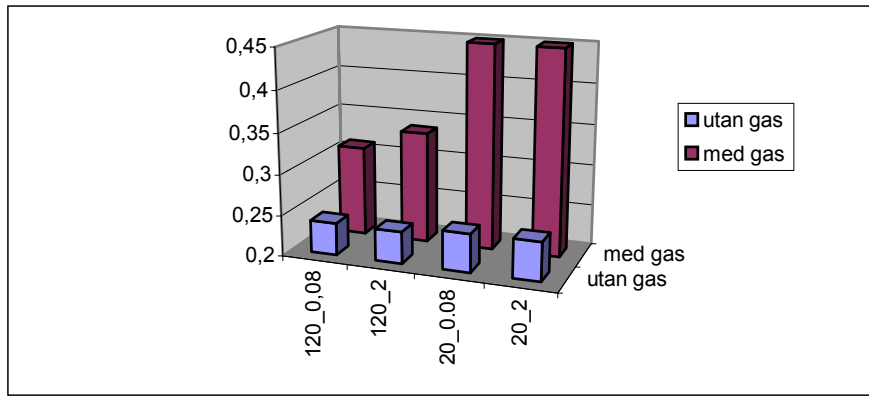
## 1-DIM

Den enklaste anpassningen är den 1-dim. Graferna nedan visar summan av det icke normerade felet i varje pixel. Graferna försöker visa vad som händer med felet då en av parametrarna i modellen varierar. På x-axeln visas den varierande parametern och på y-axeln det totala felet. De röda staplarna visar felet då smalbandsbilderna inkluderas i anpassningen. Det är inte lämpligt att direkt jämföra felet i smalbandsanpassningarna med bredbandsanpassningarna. Fler observationer används i smalbandsanpassningen vilket ger ett större totalt fel. Smalbandsobservationerna används inte heller för beräkning av konstanter till anpassningen. Det är däremot lämpligt att studera skillnaden i utvecklingen mellan smalband och bredbandsobservationer.

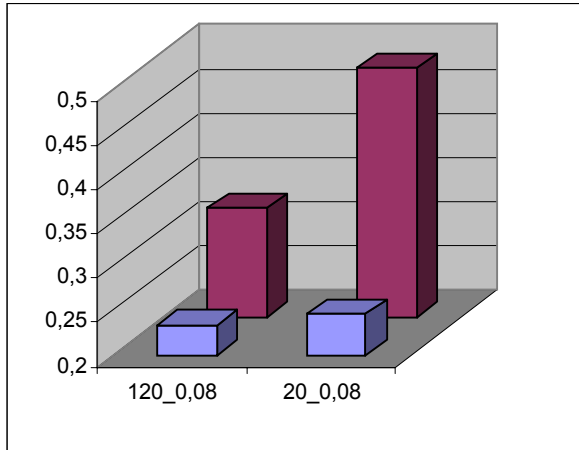
Texten under varje graf visar aktuella parametrar för anpassningen.



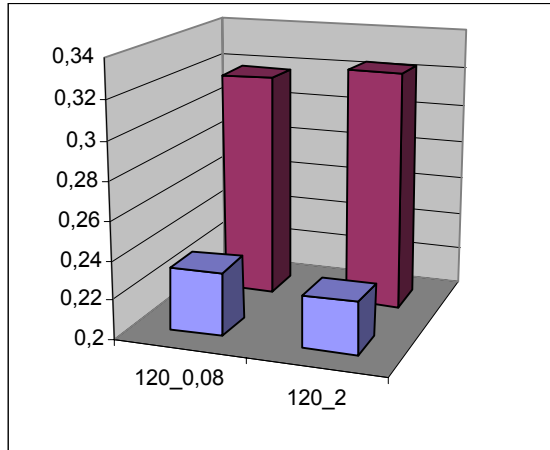
Modellparametrar: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:e3e6, TF:1.0



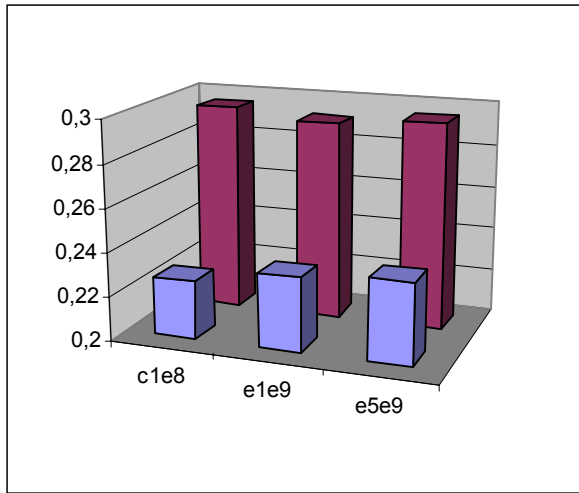
MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:c1e7, TF:1.0



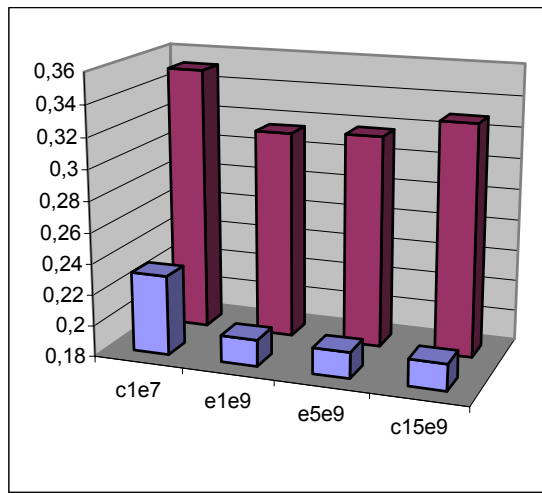
MET:001\_002, IMF:2.85, SBH:c1e7, TF:1.0



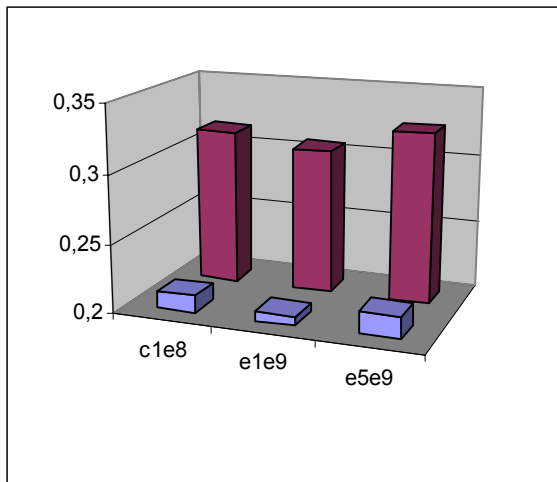
MET:001\_002, IMF:2.85 SBH:e3e6, TF:1.0



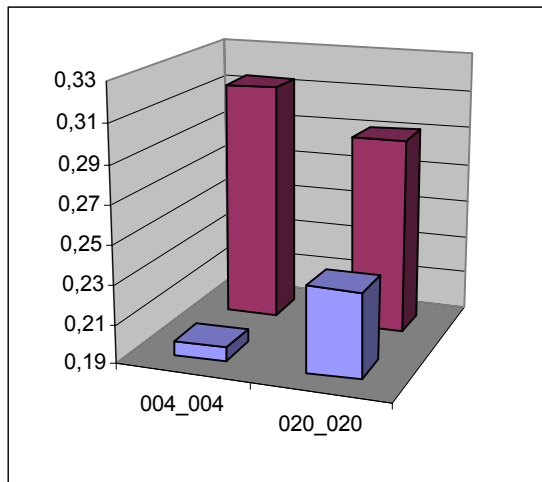
MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1.0,  
TM:1e12M



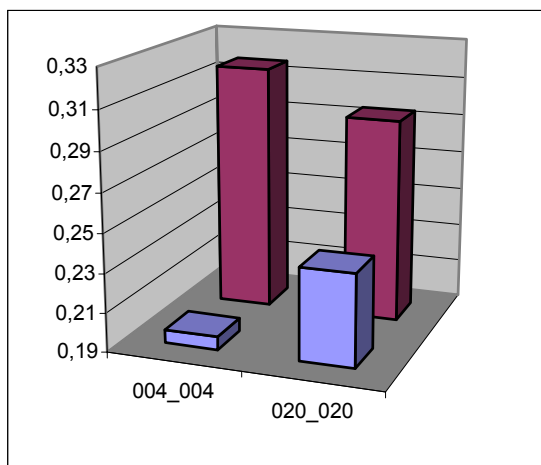
MET:001\_002, IMF:2.85, MI:120\_2, TF:1.0  
TM:1e12M



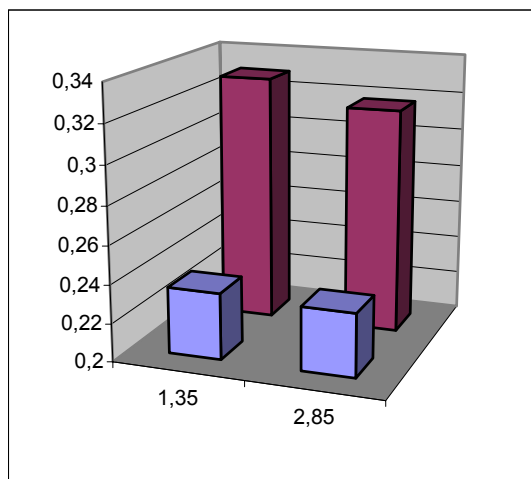
MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1.0,  
TM:1e6M



IMF:2.35, MI:120\_0.08, SBH:e1e9, TF:1.0  
TM:1e12M



IMF:2.35, MI:120\_0.08, SBH:e5e9, TF:1.0,  
TM:1e12M



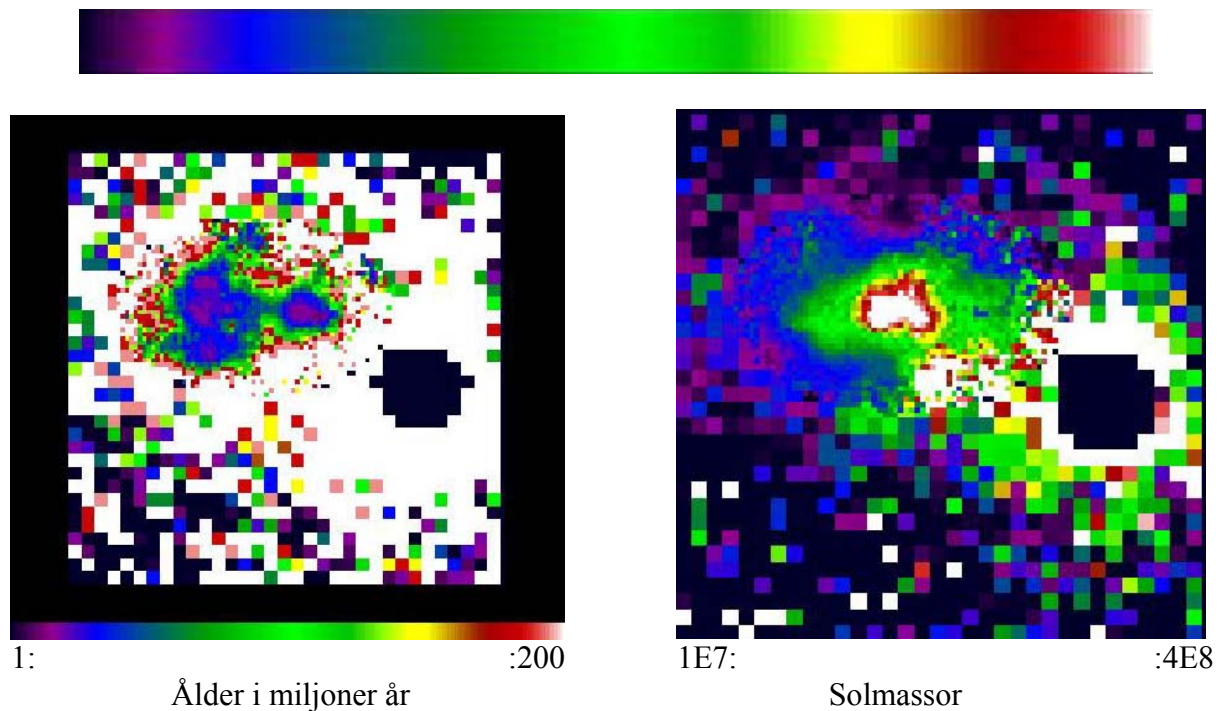
MET:001\_002, MI:120\_0.08, SBH:e3e6, TF:1.0

Nedanstående lista med modeller avser de 7 bästa 1-dim anpassningarna utan gas. Med utan gas menas att smalbandsbilderna inte tas med i anpassningarna. Det kan verka som om skillnaden i rms mellan anpassningarna är liten. Skillnaden i anpassningen skulle vara större om endast centrum observerades. De flesta modeller ger relativt likartade anpassningar i utkanten av galaxen. I centrum av galaxen är skillnaden i felet större mellan de olika modellerna.

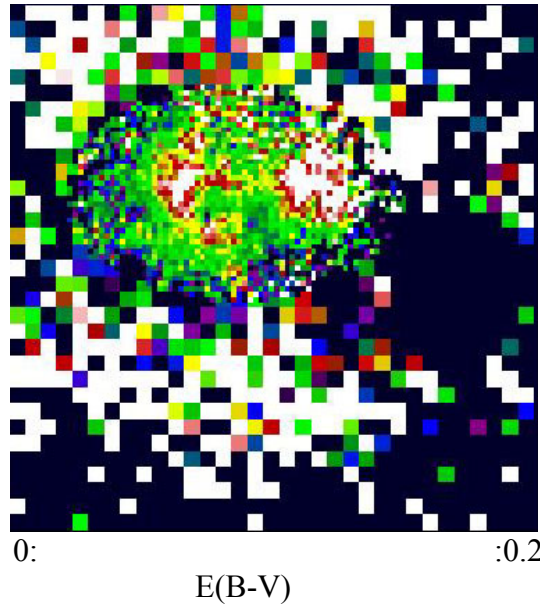
MODELL	RMS
004_004_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	0.196828
004_004_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	0.197174
004_004_2.35_120_0.08_c15e9_cov1.0_1e12M_sn	0.197177
001_001_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e6M_sn	0.206727
001_001_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e6M_sn	0.212409
001_001_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e6M_sn	0.215830
020_020_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e12M_sn	0.226524

Följande bilder visar topologiska skillnader i färg. Svart anger det lägsta värdet och vitt det högsta. Skalan är gjord med ett kommando i midas, look-up table Rainbow, och använder alla färger i färgskalan. För att tyda bilderna sitter en färgskala under vissa modellrubriker samt under bilder. I några bilder har en annorlunda färgskala använts. Där går skalan i röda nyanser. De första bilderna i varje modellserie visar åldern i miljoner år. I vissa fall följer sedan en masskarta, felkarta (RMS) samt rödfärgningen (E(B-V)). Solmassabilderna visar hur många solmassor modellerna förutspår per pixel. Utanför galaxens centrum är pixlarna indelade i 3\*3 pixlar stora block. Dessa representerar värdet av en anpassning över medelvärdet av de ingående pixlarna i blocket. Det är lämpligt att tänka sig masskartorna som koncentrationen solmassor per pixel.

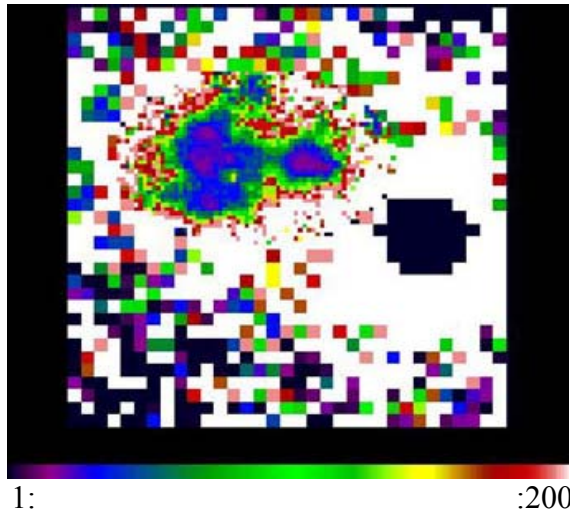
Använd modell:MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



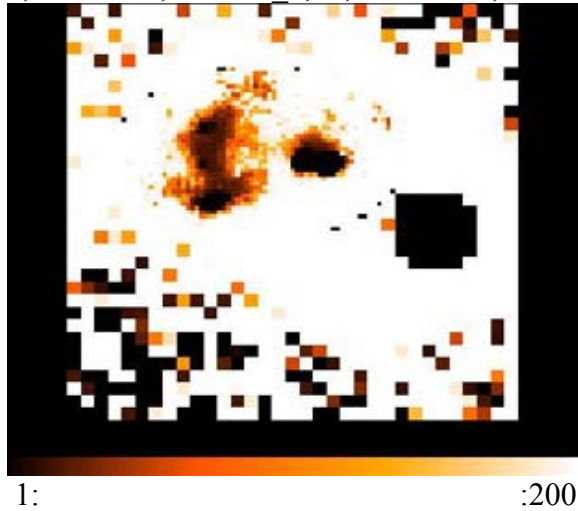




Använd modell: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e1e9, TF:1.0, TM:1e12M



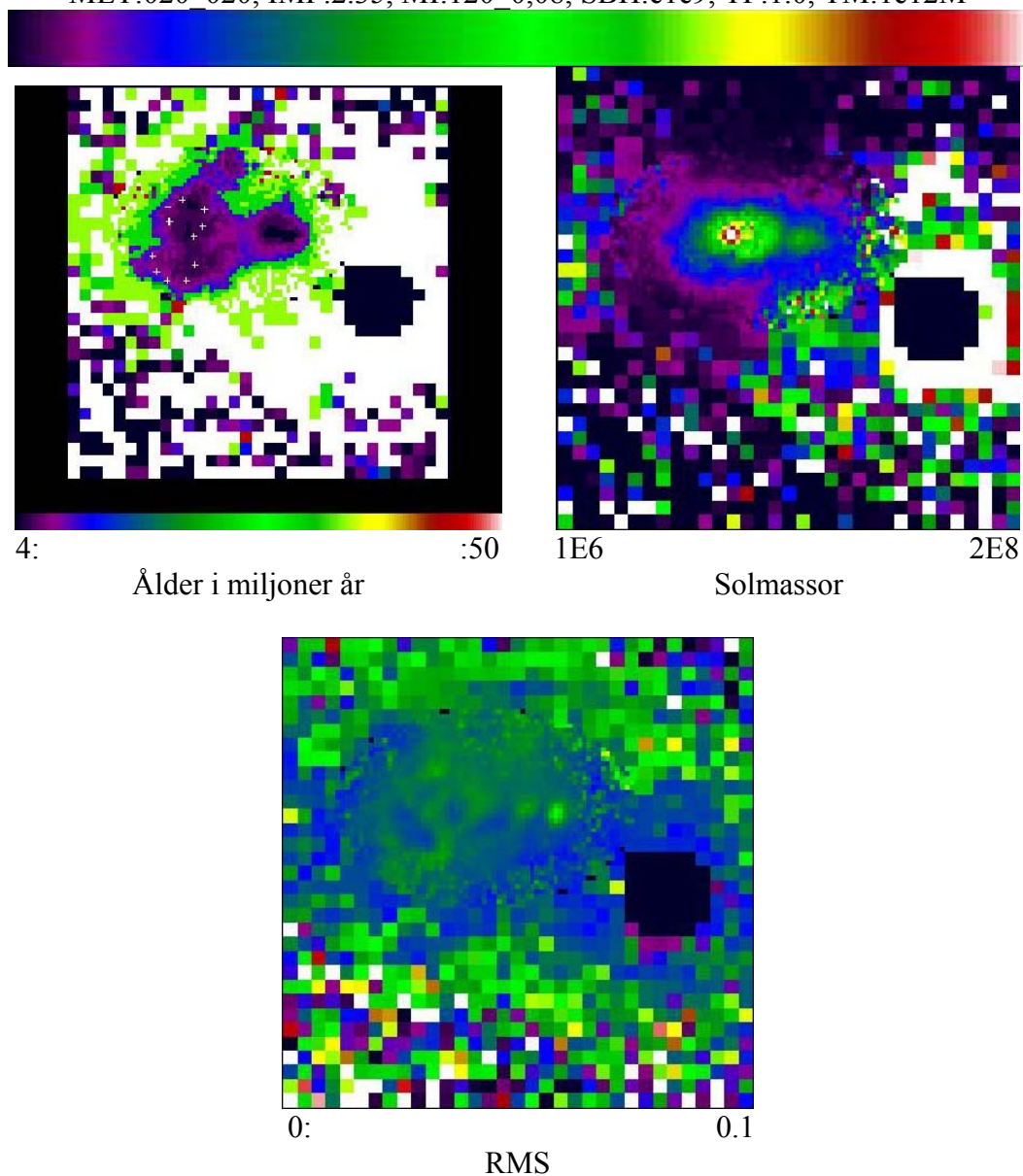
MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



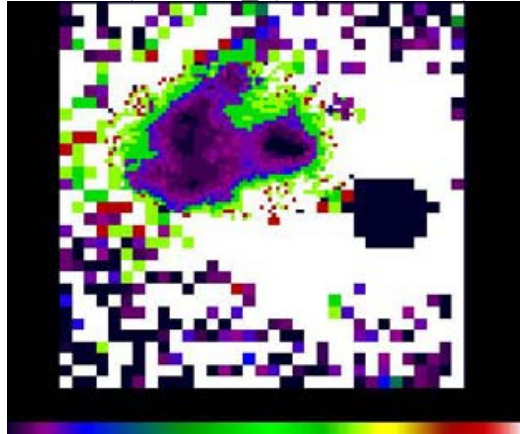
Följande lista visar de 7 bästa 1-dim anpassningarna med gas.

Modell	RMS
020_020_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	0.291546
020_020_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	0.294776
020_020_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e12M_sn	0.295968
004_004_2.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_1e6M_sn	0.302837
001_001_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e6M_sn	0.306146
001_002_1.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_sn	0.310400
004_004_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	0.314323

MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e1e9, TF:1.0, TM:1e12M



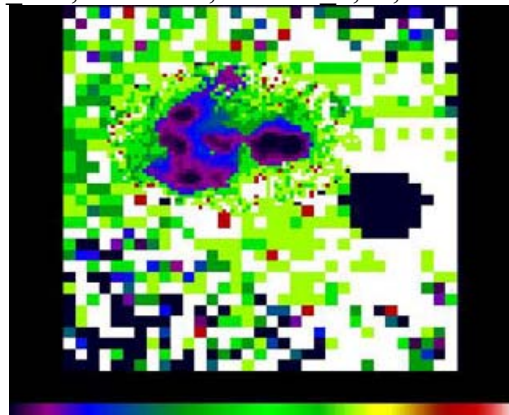
MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120 0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



4: :50

Ålder i miljoner år

MET:001\_002, IMF:2.85, MI:120 0,08, SBH:e3e6, TF:1.0



3: :50

Ålder i miljoner år

MET:001\_002, IMF:2.35, MI:20 0,08, SBH:c1e7, TF:1.0



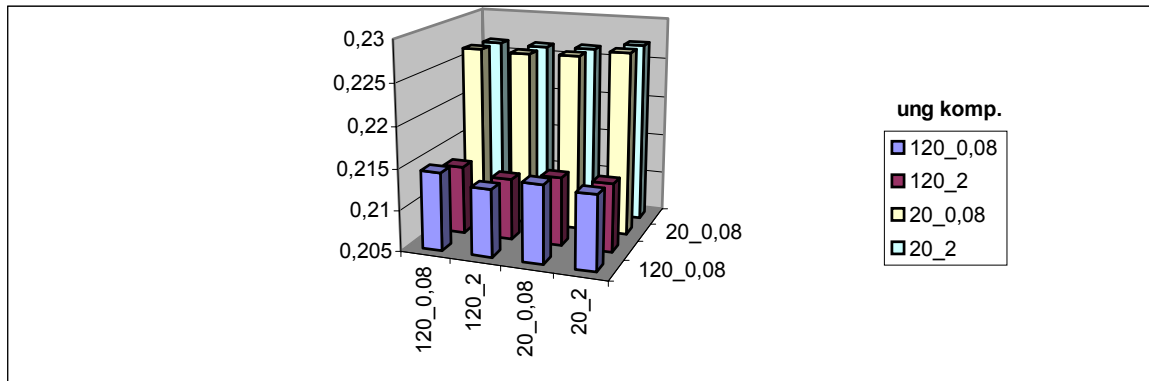
0.5: 50

Ålder i miljoner år

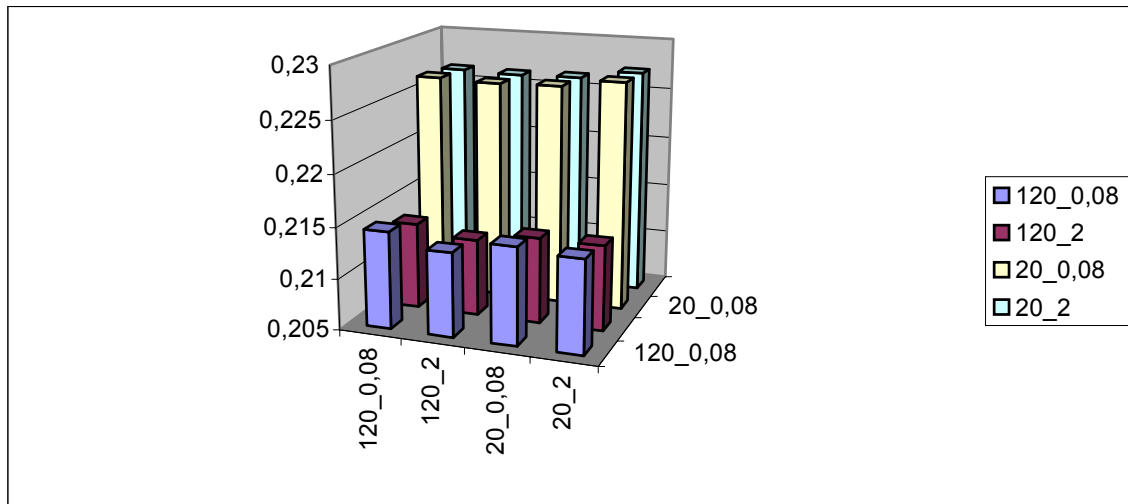
## **2-DIM, UTAN GAS**

För att simulera en yngre och äldre population i galaxen införs 2 skilda komponenter i anpassningen. Den yngre har en minimumålder på 0.5 miljoner år och en maxålder på 230

miljoner. Den äldre komponenten täcker hela det äldre intervallet från 230 miljoner år och uppåt. I nedanstående grafer är den yngre komponenten representerad på y-axeln, den äldre på x-axeln.

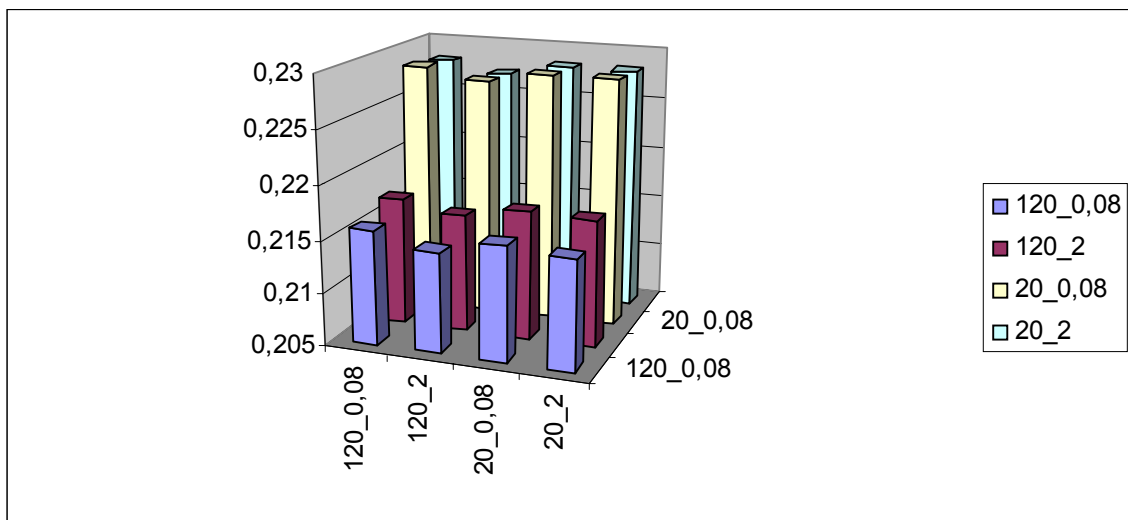


MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:e3e6, TF:1.0

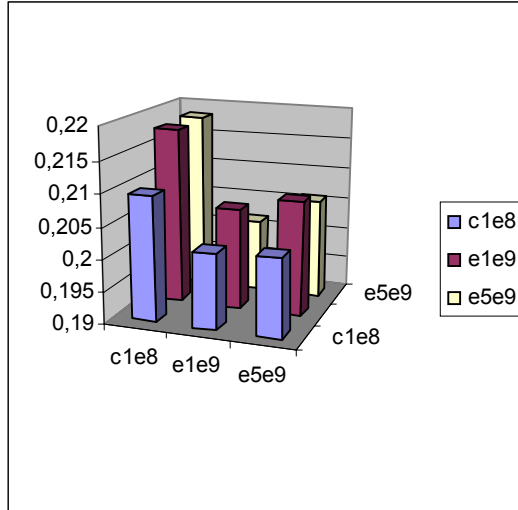
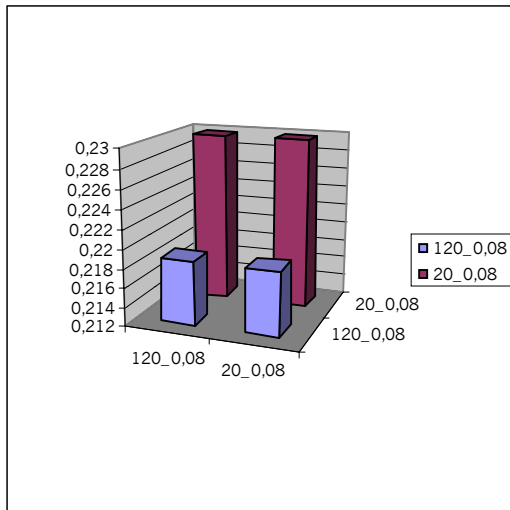


y-axel, gammal komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:c1e7, TF:0.5

x-axel, ung komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:e3e6, TF:1

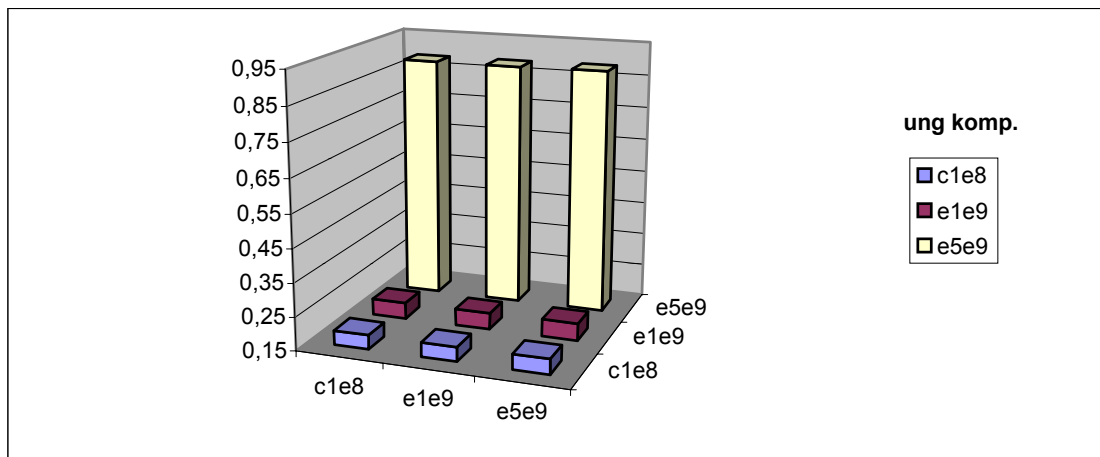


MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:c1e7, TF:0.5



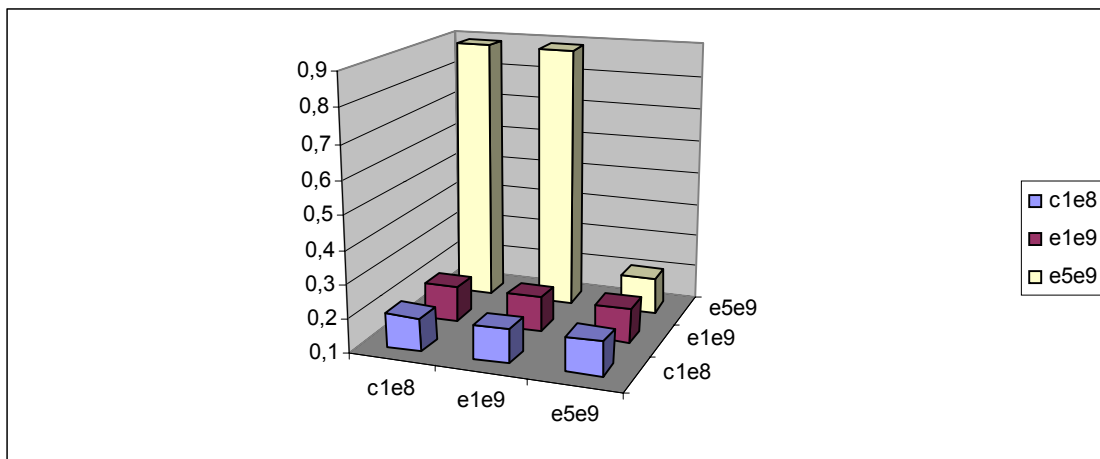
MET:001\_002, IMF:2.85, SBH:c1e7, TF:1

MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e12M

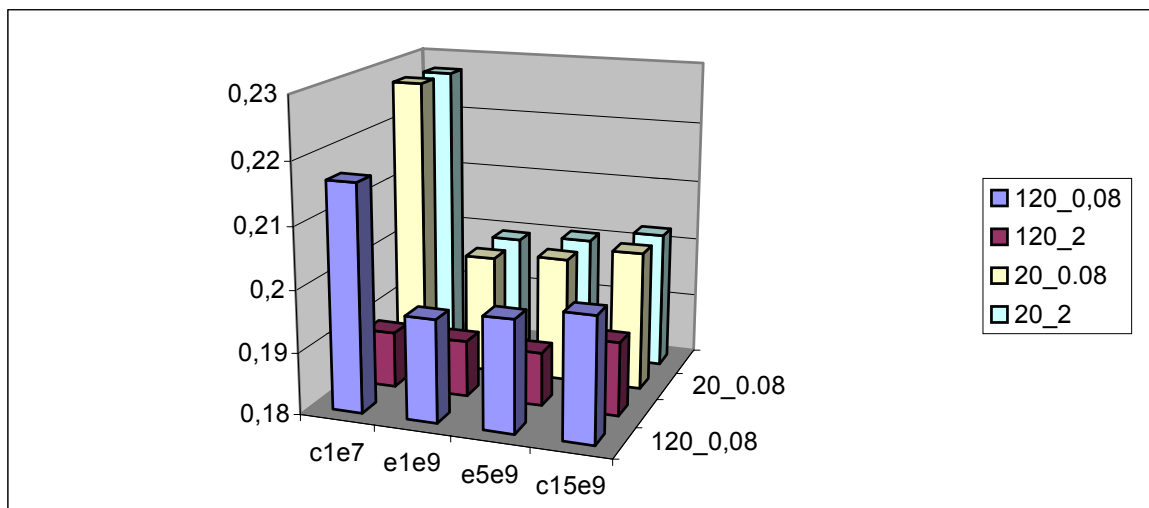


y-axel, gammal komponent: MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e12M

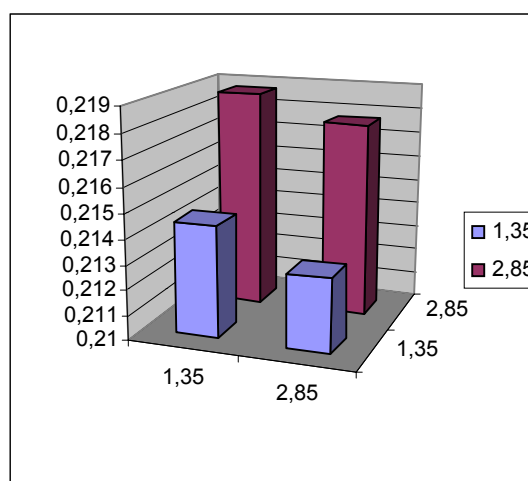
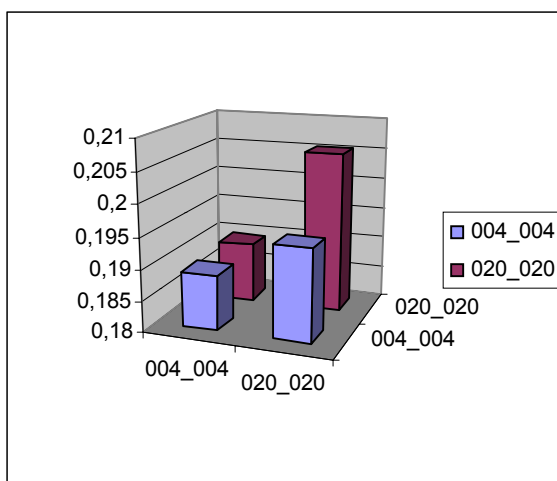
x-axel, ung komponent: MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e6M



MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e6M



y-axel, gammal komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e12M  
 x-axel, ung komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:c1e7, TF:0.5



MET:004\_004, IMF:2.35, SBH:e5e9, TF:1, TM:1e12M    MET:001\_002, MI:120\_0.08, SBH:e3e6, TF:1

Nedan följer en lista över de 7 bästa 2-dim anpassningarna utan gas.

ung modell 001_001_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e6M_sn	0.181889
gammal modell 004_004_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	
ung modell 004_004_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	0.182524
gammal modell 001_001_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e6M_sn	
ung modell 001_001_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e6M_sn	0.182552
gammal modell 004_004_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	
ung modell 004_004_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	0.182842
gammal modell 001_001_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e6M_sn	
ung modell 004_004_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	0.183156
gammal modell 001_001_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e6M_sn	
ung modell 001_001_2.35_120_0.08_c1e8_cov1.0_1e6M_sn	0.183270
gammal modell 004_004_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	

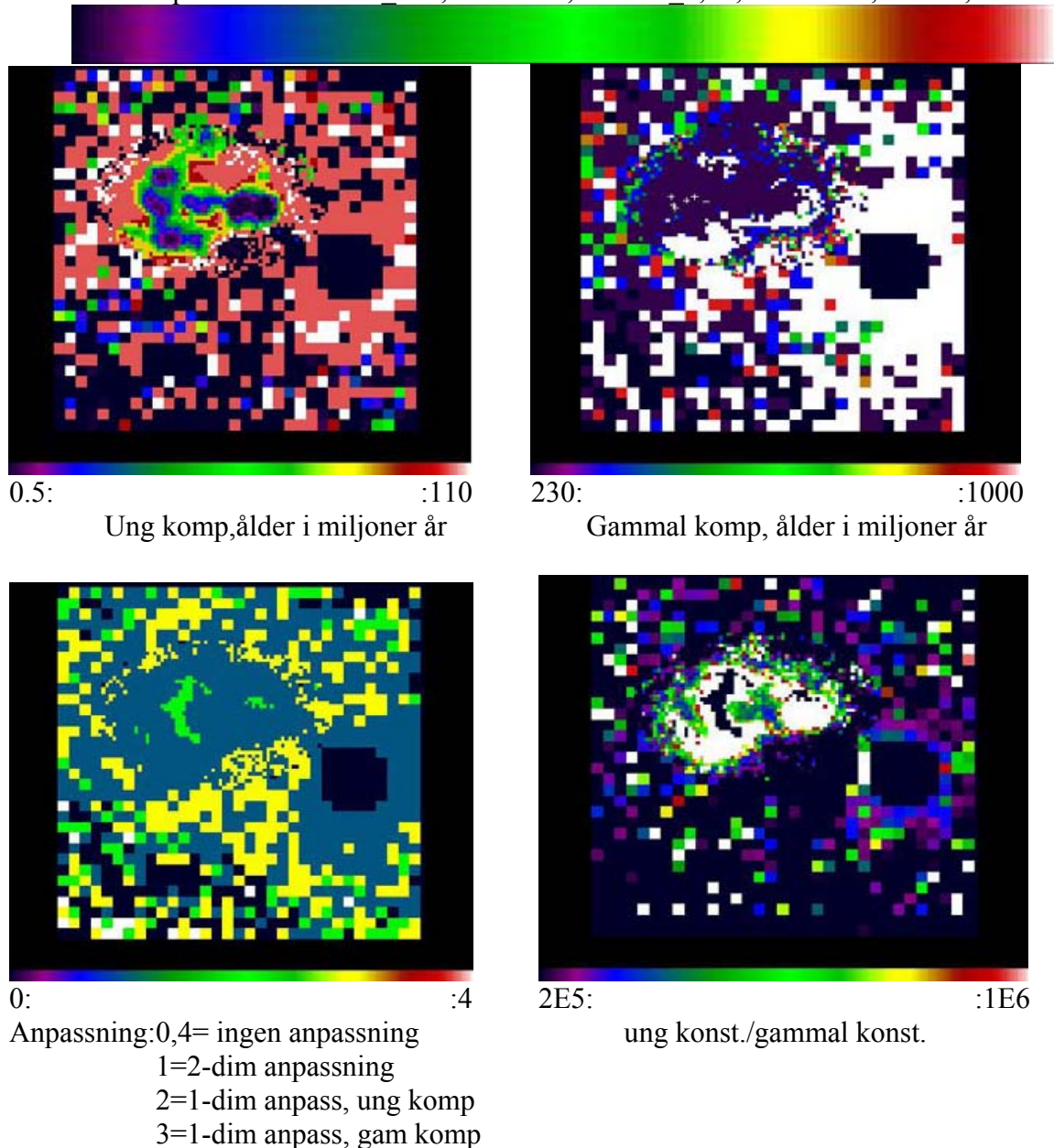


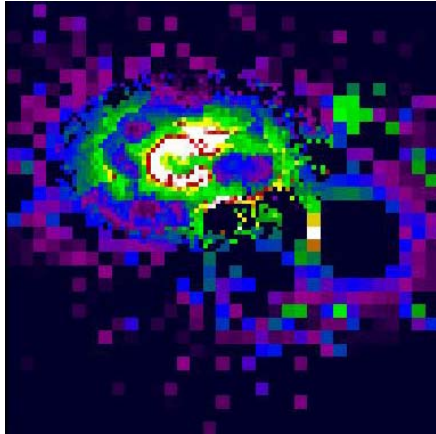
ung modell 001\_001\_2.35\_120\_0.08\_c1e8\_cov1.0\_1e6M\_sn  
 gammal modell 004\_004\_2.35\_120\_0.08\_c15e9\_cov1.0\_1e12M\_sn

0.183610

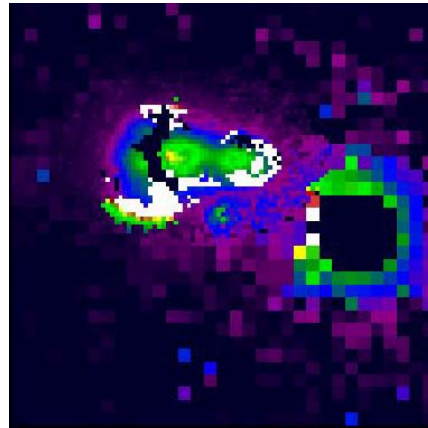
I varje modellserie visas ålder för den yngre samt äldre komponenten. För vissa anpassningar visas även massfördelningen i solmassor, rödfärgningen samt vilken typ av anpassning som utförts. Det visas även bilder med den yngre konstanten i anpassningen dividerad med den äldre. Dessa konstanter är de som används vid beräkningen av rms:en. De kan möjligtvis ge en bild av hur mycket den ena komponenten dominerar över den andra i anpassningen. För att visa att dominansen inte beror på skillnader i luminositet för de olika stegen i modellen tas kvoten av flux i modellen för filter V, gammal samt ung komponent, gånger kvoten av den unga och gamla konstanten.

Ung komponent: MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:c1e8, TF:1.0, TM:1e6M  
 Gammal komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M

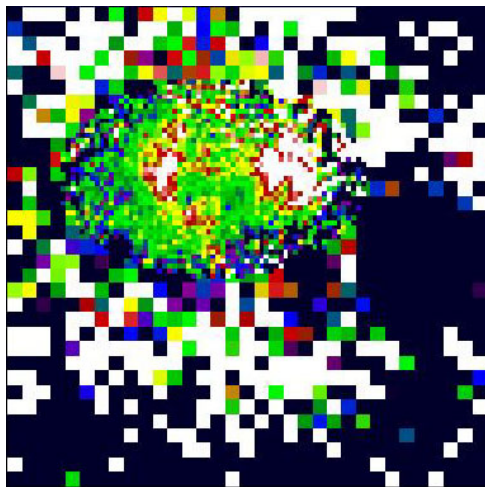




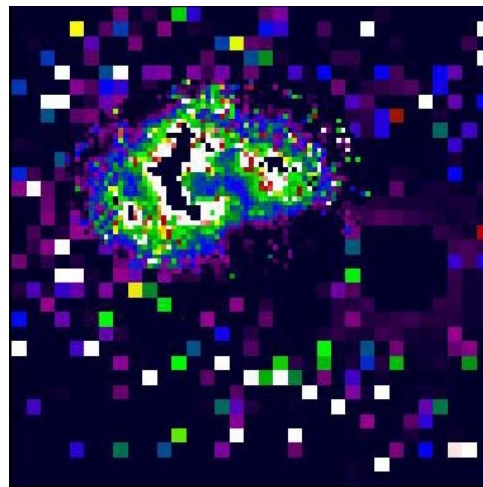
1E7: 4E8  
Solmassor, ung komp.



1E8: :1E10  
Solmassor, gam komp

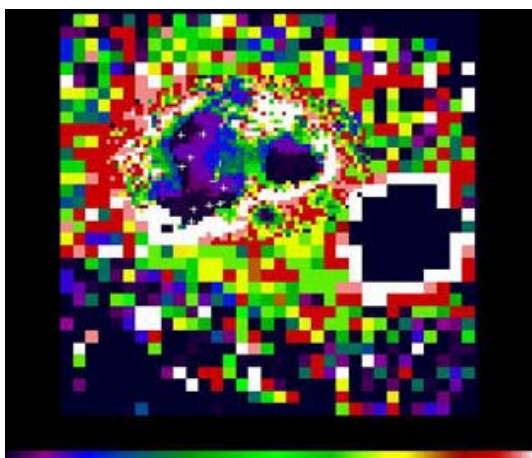


0: 0.2  
E(B-V)

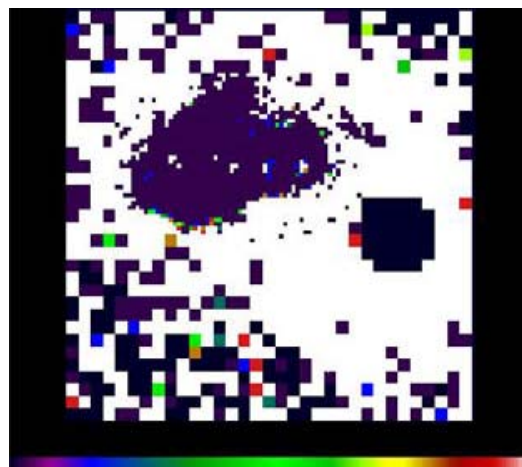


Ung konst\*Ung mod(V)/Gam konst\*Gam mod(v)

Ung komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e1e9, TF:1.0, TM:1e12M  
 Gammal komponent: MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e6M

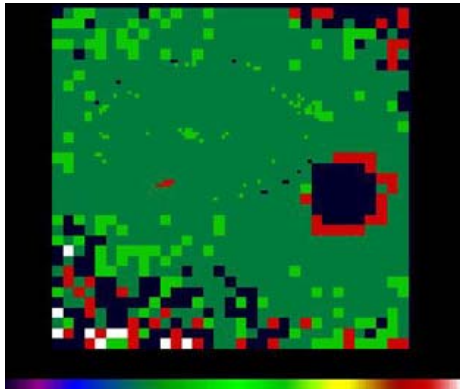


1: :190  
Ung komp, ålder i miljoner år



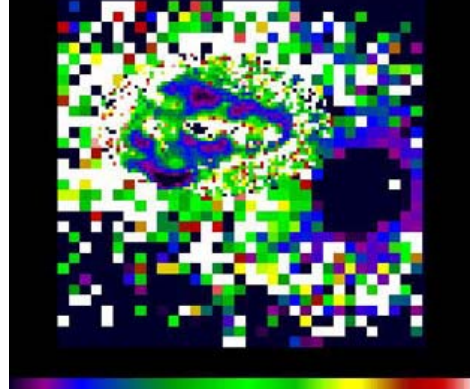
230: :1000  
gam komp, ålder i miljoner år





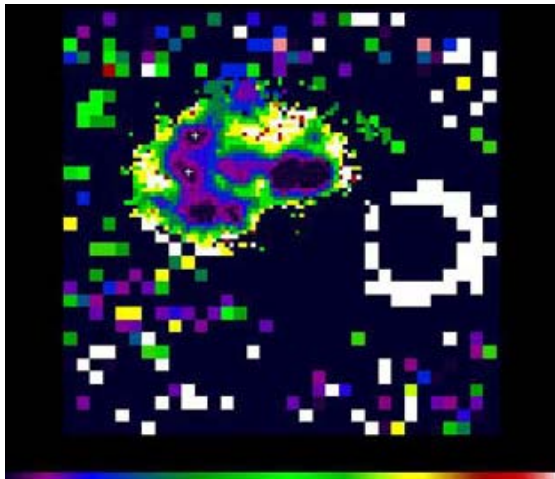
0: :4

0,4= ingen anpassning, 1=2-dim anpassning  
2=1-dim anpass, ung komp, 3=1-dim anpass, gam komp



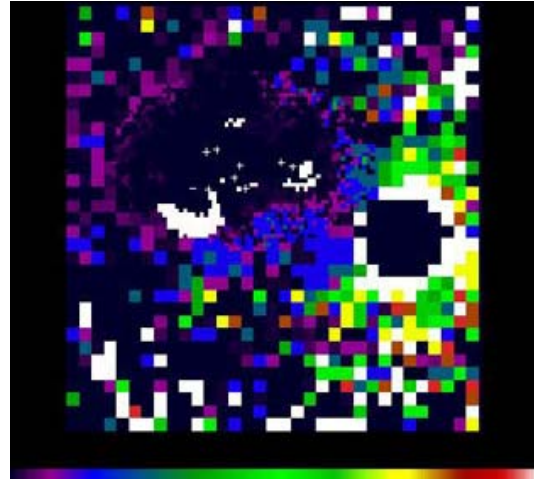
Ung konst/ Gam konst

Ung komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e1e9, TF:1.0, TM:1e6M  
Gammal komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



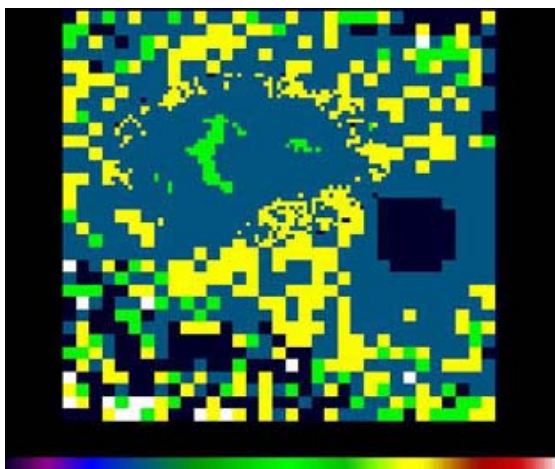
1: :180

Ung komp, ålder i millioner år



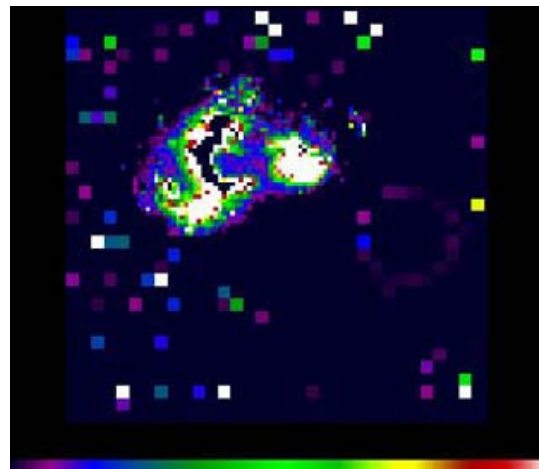
250: :9000

Gam komp, ålder millioner år



1: :4

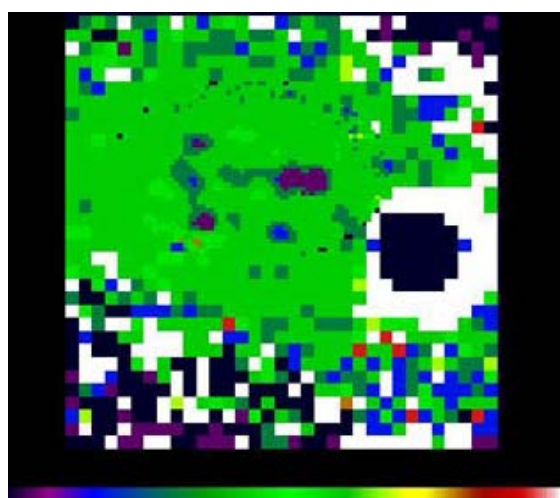
0,4= ingen anpassning, 1=2-dim anpassning  
2=1-dim anpass, ung komp, 3=1-dim anpass, gam komp



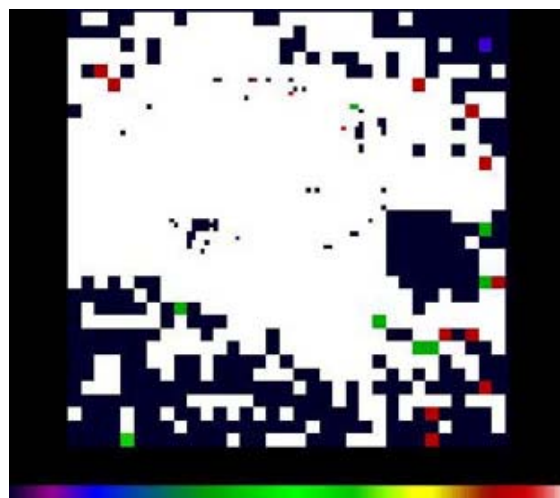
7E4: :2E6

Ung konst/ Gam konst

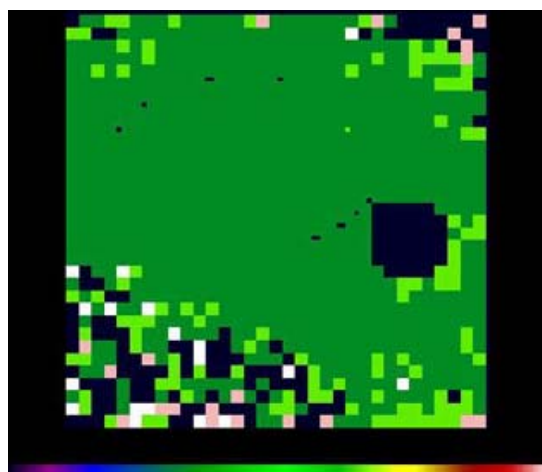
Ung komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:c1e7, TF:0.5, TM:1e6M  
 Gammal komponent: MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



0.1: :18 21  
 Ung komp, ålder i miljoner år



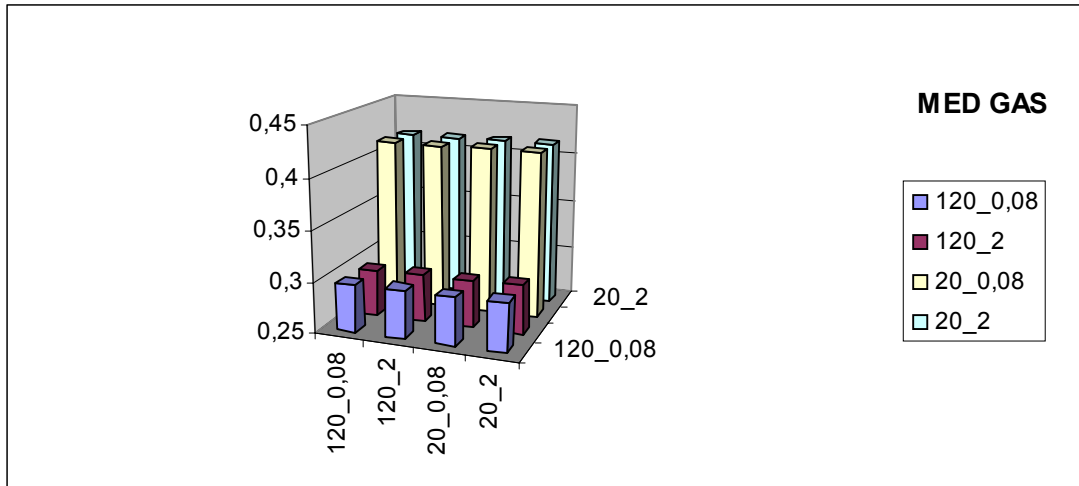
1E4: :1.4E4 22  
 Gam komp, ålder i miljoner år



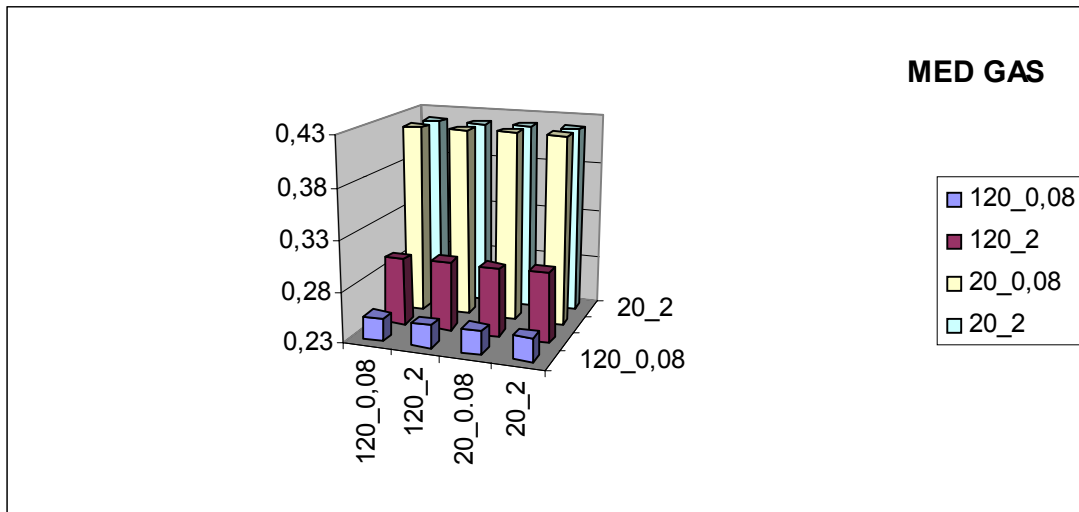
0: :4  
 Anpassning:0,4= ingen anpassning  
 1=2-dim anpassning  
 2=1-dim anpass, ung komp  
 3=1-dim anpass, gam komp

## 2-DIM, MED GAS

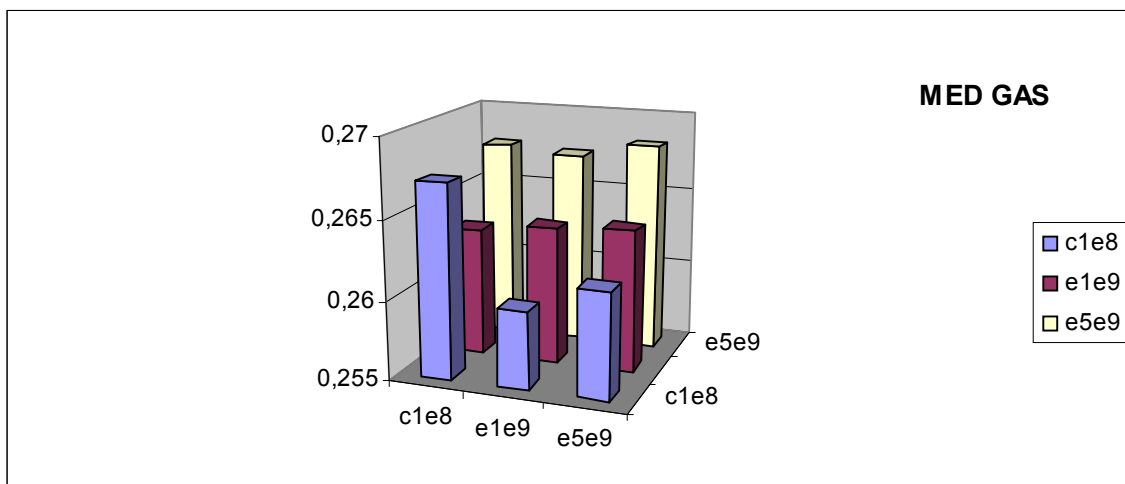
Den mest komplicerade anpassningen är då alla observationer använts. Nedan följer grafer och bilder över dessa anpassningar.



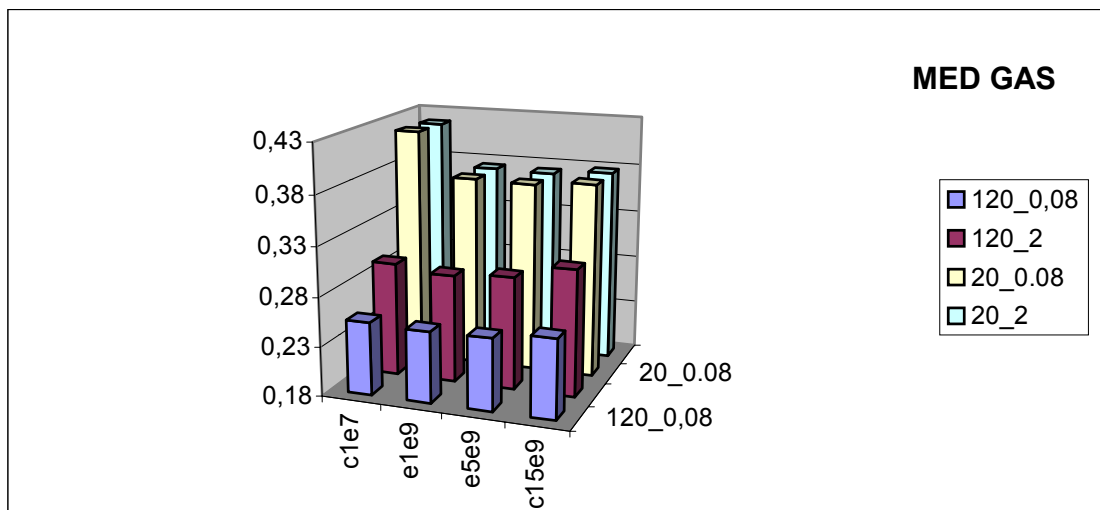
MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:e3e6, TF:1.0



y-axel, gammal komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:c1e7, TF:0.5  
 x-axel, ung komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:e3e6, TF:1



MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e12M

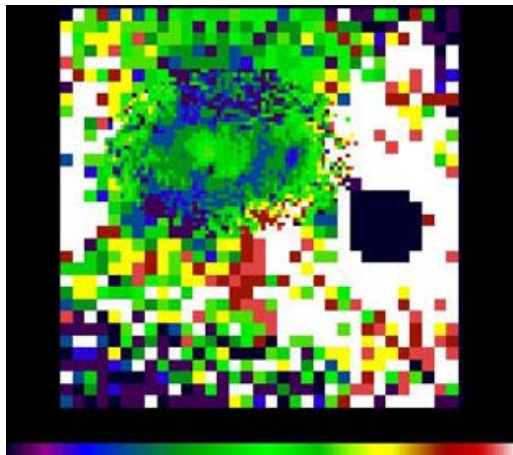


y-axel, gammal komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0.08, TF:1, TM:1e12M  
x-axel, ung komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, SBH:c1e7, TF:0.5

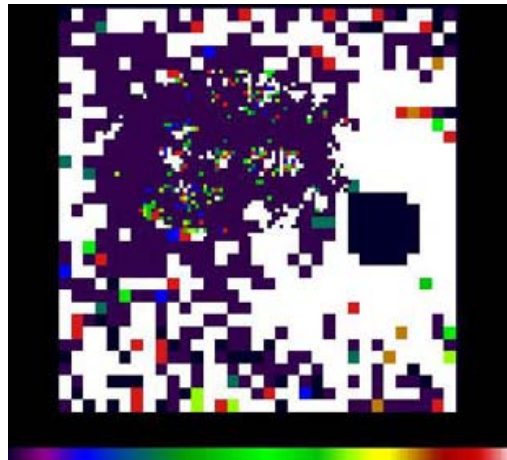
Följande lista baseras på de 7 bästa 2-dim anpassningarna med gas.

ung modell 001_002_2.35_120_2_c1e7_cov1.0_sn	0.225393
gammal modell 020_020_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	
ung modell 001_002_2.35_120_2_c1e7_cov1.0_sn	0.227690
gammal modell 020_020_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	
ung modell 001_002_2.35_120_2_c1e7_cov1.0_sn	0.228920
gammal modell 001_001_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e6M_sn	
ung modell 001_002_2.35_120_2_c1e7_cov1.0_sn	0.229295
gammal modell 001_001_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e6M_sn	
ung modell 001_002_1.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_sn	0.230937
gammal modell 020_020_2.35_120_0.08_e5e9_cov1.0_1e12M_sn	
ung modell 001_002_1.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_sn	0.231416
gammal modell 020_020_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	
ung modell 004_004_2.35_120_0.08_c1e7_cov0.5_1e6M_sn	0.233139
gammal modell 020_020_2.35_120_0.08_e1e9_cov1.0_1e12M_sn	

Ung komponent: MET:001\_002, IMF:2.35, MI:120\_2, SBH:c1e7, TF:1.0  
 Gammal komponent: MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



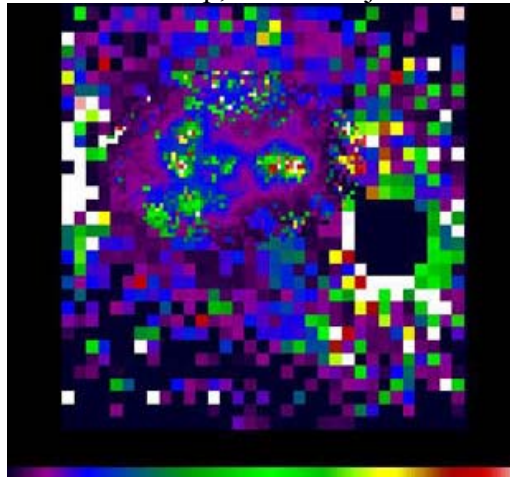
0.2: :10  
 Ung komp, ålder i millioner år



230: :1000  
 Gam komp, ålder i millioner år



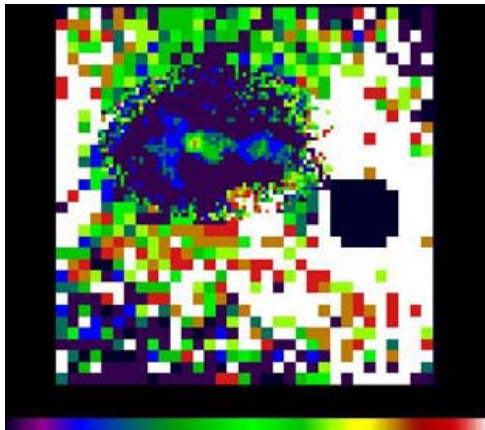
0: :4  
 Anpassning:0,4= ingen anpassning  
 1=2-dim anpassning  
 2=1-dim anpass, ung komp  
 3=1-dim anpass, gam komp



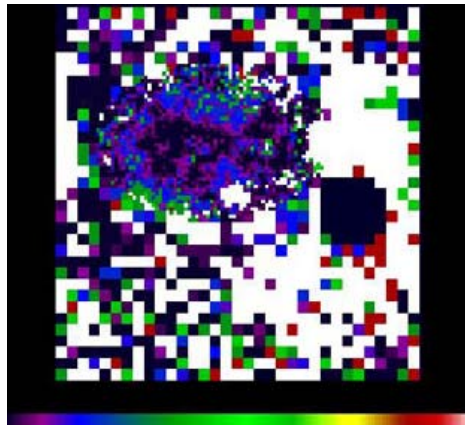
0: :130000  
 Ung konst/ Gam konst



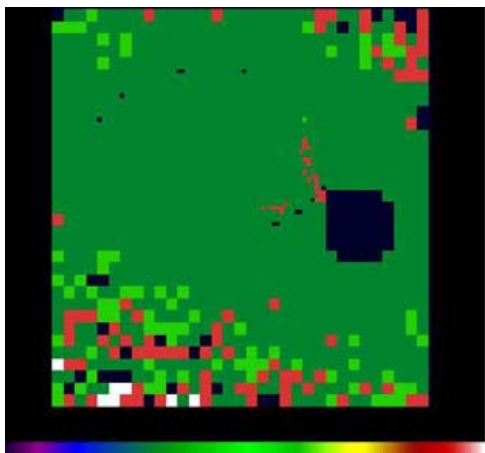
Ung komponent: MET:001\_002, IMF:2.35, MI:120\_2, SBH: $1e7$ , TF:1.0  
 Gammal komponent: MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH: $1e9$ , TF:1.0, TM: $1e16$ M



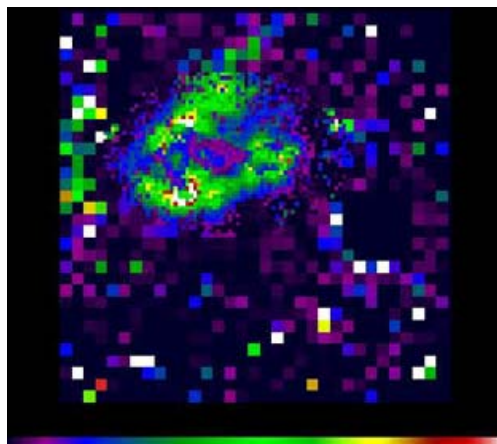
0.3: :8  
 Ung komp, ålder i millioner år



230: :4000  
 Gam komp, ålder i millioner år

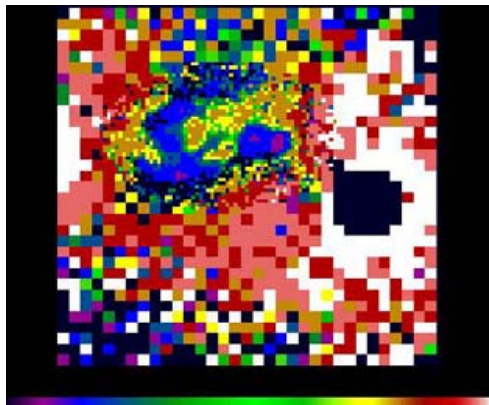


0: :4  
 Anpassning:0,4= ingen anpassning  
 1=2-dim anpassning  
 2=1-dim anpass, ung komp  
 3=1-dim anpass, gam komp

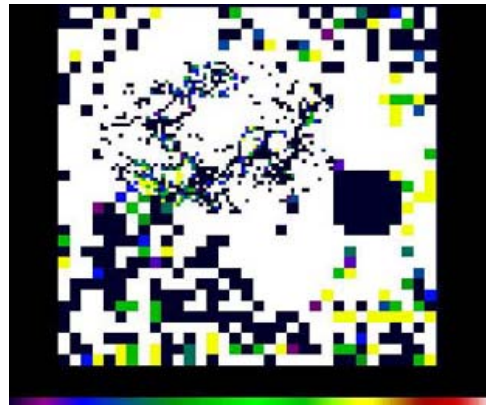


0.007: :0.5  
 Ung konst/ Gam konst

Ung komponent: MET:001\_002, IMF:1.35, MI:120\_0.08, SBH:c1e7, TF:0.5  
 Gammal komponent: MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M



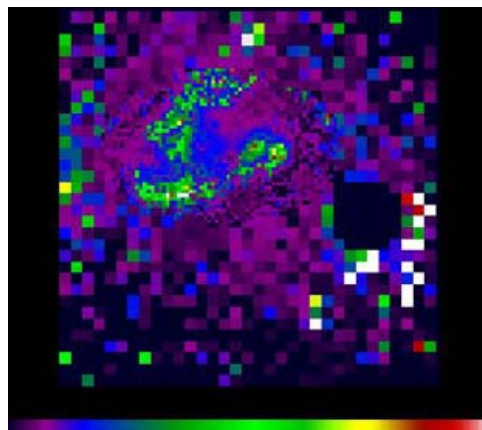
0.5: :13  
 Ung komp, ålder i miljoner år



250: :2000  
 Gam komp, ålder i miljoner år



0: :4  
 Anpassning:0,4= ingen anpassning  
 1=2-dim anpassning  
 2=1-dim anpass, ung komp  
 3=1-dim anpass, gam komp

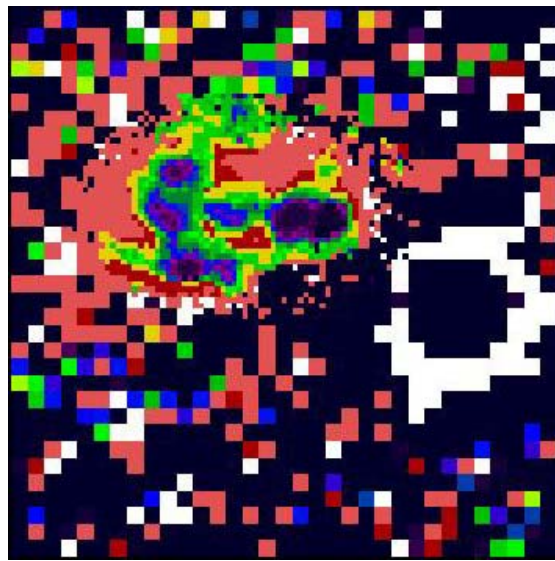


1: :350000  
 Ung konst/ Gam konst

## **SPECIALANPASSNINGAR**

Det kan vara intressant att begränsa den äldre komponenten något mer än att låta den variera inom ett begränsat åldersintervall. 2 olika försök har utförts på den äldre komponenten. Först har den äldre komponenten representerats av en totalt jämnt fördelad ålder på 240 miljoner år. Sedan har en exponentiell åldersfördelning använts som äldre komponent. Resultaten visas nedan.

Ung komponent: MET:001\_001, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:c1e8, TF:1.0, TM:1e6M  
Gammal komponent: MET:004\_004, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M

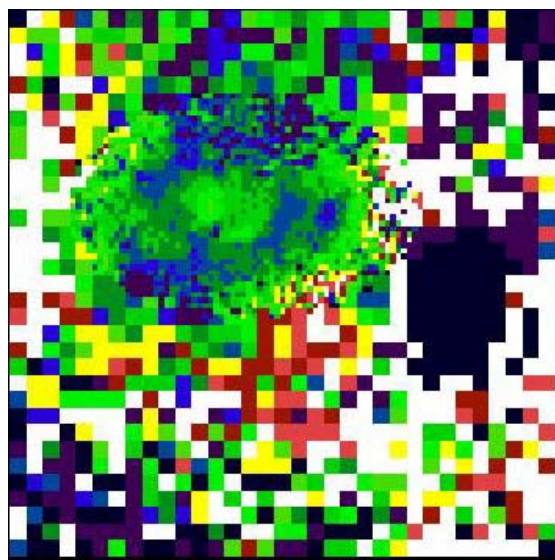


0.5: :110

Ung komp, ålder i miljoner år

Anpassningen är gjord med en konstant äldre ålder i den äldre komp. samt utan bidrag från smalbandsobservationerna

Ung komponent: MET:001\_002, IMF:2.35, MI:120\_2, SBH:c1e7, TF:1.0  
Gammal komponent: MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M

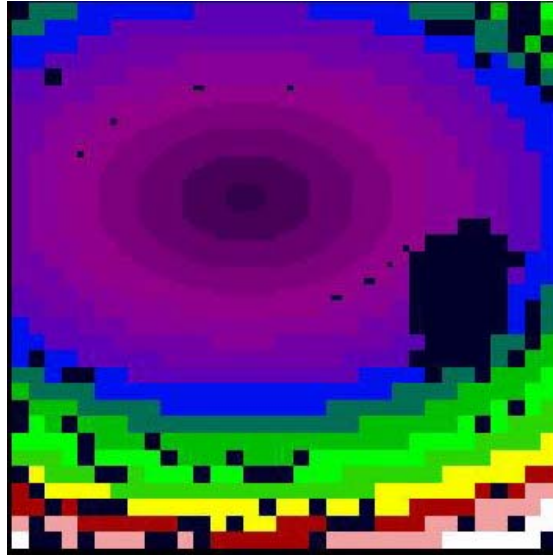


0.2: :10

Ung komp, ålder i miljoner år

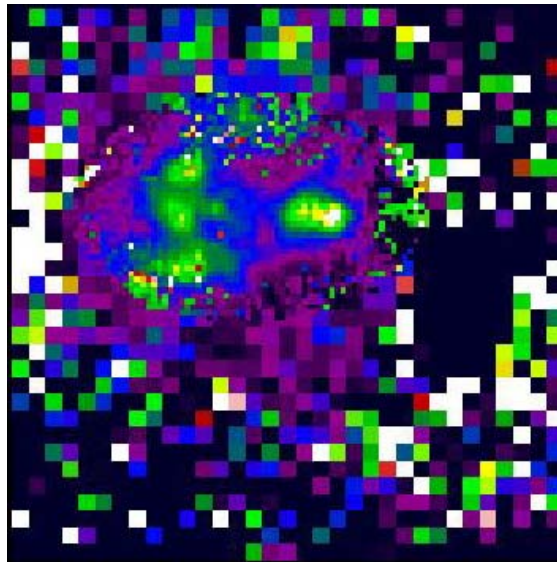
Anpassningen är gjord med en äldre exponentiellt formad komp. Samt med bidrag från smalbandsobservationerna





250 9500

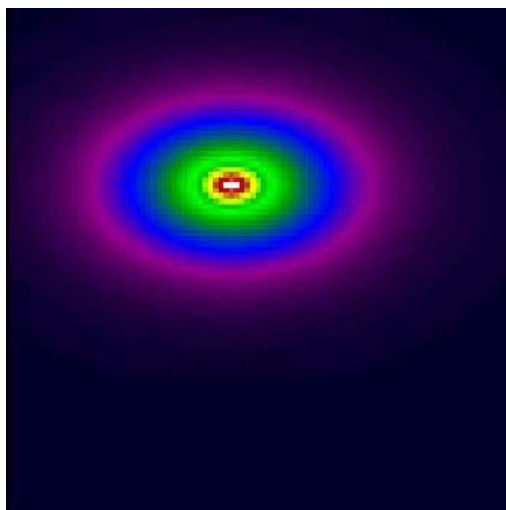
Den exp. formade äldre komp, ålder i miljoner år



3E3: :1E5

Ung konst/Gam konst

En viktig fråga är hur smalbandsobservationerna ska tas med i modellanpassningarna. Den troligtvis mest försvårande faktorn är dislokationen mellan jonisationskällan och rekombinationen i gasen. Det verkar som om rekombinationen i de yngsta delarna av galaxen svarar mot de åldrar bredbandsbilderna ger. Utanför de yngsta delarna i galaxen ger inblandningen av gasen i anpassningen yngre åldrar. Försök med att ändra gasens morfologi har utförts men har bara lyckats påvisa en ökning i medelåldern för kärnan. Kartor har även tillverkats över gasen från rena bredbandsanpassningar. Det har även tillverkats gaskartor från anpassningar av bredbandsobservationer. Dessa har sedan jämförts med de riktiga smalbandsobservationerna.

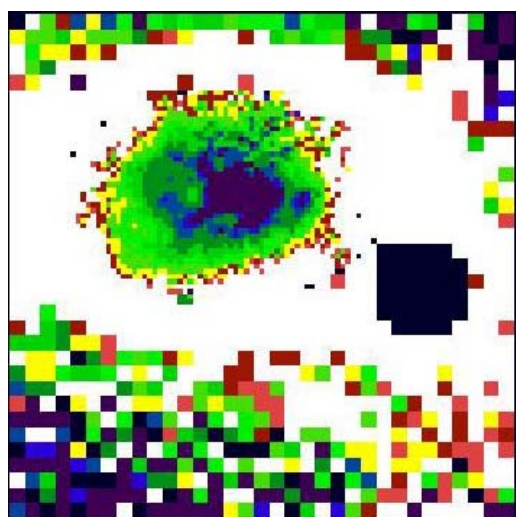


0.001: :3

Multiplikativ kontur för att forma om smalbandsobservationerna

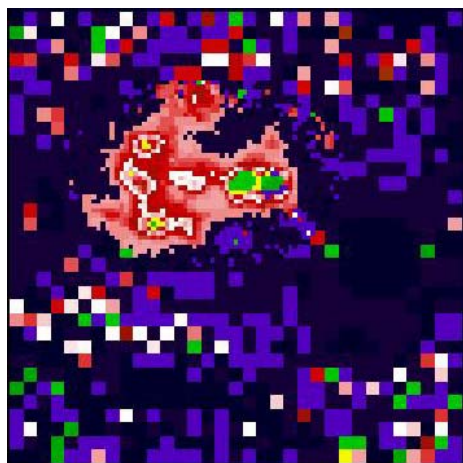
Ung komponent: MET:001\_002, IMF:2.35, MI:120\_2, SBH:c1e7, TF:1.0

Gammal komponent: MET:020\_020, IMF:2.35, MI:120\_0,08, SBH:e5e9, TF:1.0, TM:1e12M

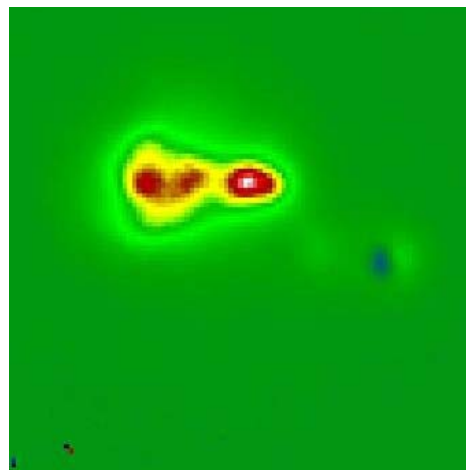


0.2 10

Ung komp, ålder i miljoner år



Smalbandsbild tillverkad av Anpassningar.

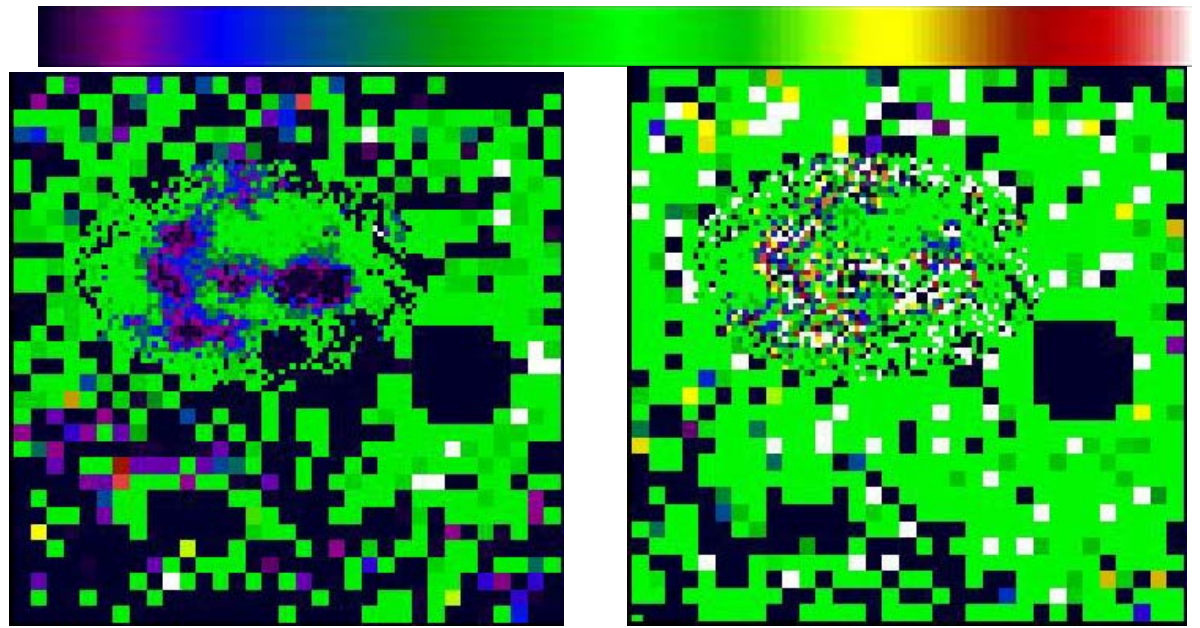


Observation av H $\alpha$

## 10. FELANALYS

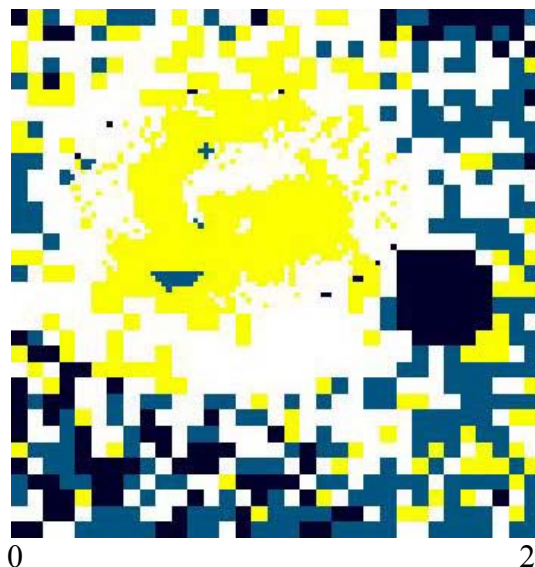
För att undersöka känsligheten i våra beräkningar samt ge en fingervisning om tillförlitligheten hos våra observationer görs en felanalys. Anpassningar jämförs med ordinarie observationerna samt observationer med pålagt fel. Även modellerna får pålagda fel och jämförs sedan med ordinarie anpassningar.

Nedan följer bilder på åldersanpassningar där observationerna har ett pålagt stokastiskt fel med en avvikelse på 5%.



Anpassning med pålagt fel i observationer

0.5  
Opåverkad anpassn. dividerad med påverkad 1.5



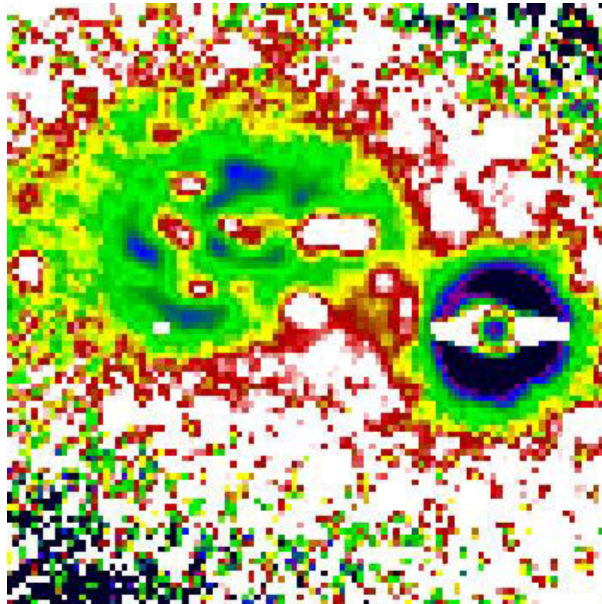
Åldersfördelning efter anpassning med fördubblad flux i modellen för filter b, Ålder i miljoner år, 1-dim anpassn.

Ett 5% pålagt stokastiskt fel ger icke försumbara avvikelser i modellanpassningarna. Avvikelserna blir störst i centrum av galaxen och mindre i utkanten. Förmodligen då de statistiska felen är små i centrum och ett fel på 5% skapar stor förändring i anpassningen. I

utkanten av galaxen är den observationella osäkerheten större och ytterligare fel på 5% gör inte så mycket skillnad. Den huvudsakliga strukturen för anpassningen bibehölls dock.

En fördubbling av fluxen i modellen för filter B skapade en avsevärd förändring. Åldern sjönk markant relativt de opåverkade anpassningarna.

För att Motivera anpassningarna kan det vara intressant att titta på en färgbild.



Bilden ovan visar B-V magnituden. Alla karakteristiska drag hos anpassningarna syns i bilden. Det spräckliga halo ger en indikation på högt signalbrus. Både centrum av galaxen och utkanten har samma färger i bilden ovan men väldigt olika åldrar i anpassningarna. Detta beror på att rekombinationslinjer läcker in i V-filtret.

## 11. DISKUSSION, RESULTATANALYS

Följande kapitel diskuterar och resonerar kring de resultat som presenterades i kapitlet innan.

### ***1-dim anpassningar***

Den enklaste anpassningen är den 1-dim med enbart bredbandsobservationer. Det förutsätts då att uppdelningen mellan den yngre och äldre komponenten inte existerar eller att de ger ett gemensamt bidrag till luminositeten.

Kan de 7 bästa 1-dim anpassningarna ha något gemensamt?

- Alla modeller har en IMF på 2.35. Möjligen för att modellen behöver reproducera både massiva stjärnor i centrum samt mindre massiva stjärnor i halon. I vår urvalsgrupp är de modeller med en IMF på 2.35 dock överrepresenterade. Detta var ett aktivt val då en IMF för dessa värden misstänktes.
- Det breda massintervallet,  $120_{-0.08} M_{\odot}$ , i IMF:en är vanligt. Stjärnorna i centrum av galaxen är förmodligen väldigt massiva. I halon är det möjligen tvärtom med en population mindre stjärnor. Det kan förklara den breda massgränsen i IMF:en.



- Låg metallhalt. Detta behöver inte ha något samband med åldern på stjärnorna i galaxen. I den enklaste modellen, closed box, beror metallhalten på hur mycket av den ursprungliga mängden gas som omvandlats till stjärnor. En låg metallhalt kan därmed tyda på en ineffektivitet att bilda stjärnor sett ur ett långt tidssperspektiv. Det kan även vara så att inflöden och utflöden i galaxen förändrat sammansättningen hos gasen.
- Tidsskalan för stjärnbildning är den mest varierande parametern. Episodisk och kontinuerlig stjärnbildning förekommer nästan lika frekvent och är alla relativt långvariga med undantag för några kortare kontinuerliga stjärnbildningar. Att kontinuerlig och episodisk stjärnbildning blandas är möjligtvis ett tecken på degenerationen mellan en homogent fördelad äldre population och en blandad population med yngre och äldre stjärnor. Att inte modeller med kortare tidsskala för stjärnbildning väljs ut kan påvisa behovet av en äldre andra komponent.

Nästa steg är att inkludera smalbandsobservationer i den 1-dim anpassningen. För de 7 bästa anpassningarna är en IMF på 2,35 fortfarande vanligast. Massintervallet i IMF:en är även oförändrat på  $120_{-0.08} M_{\odot}$ . Metallhalten ökar relativt de tidigare anpassningarna. Det här kan bero på dislokationen mellan jonisation och rekombination av gasen. En höjning av metallhalten ger svagare syrelinjer vilket även sker vid en dislokation. Samtidigt sänks åldern något relativt de rena bredbandsanpassningarna. Tyvärr finns det en degeneration mellan metallhalt och ålder. En modell med relativt hög metallhalt och en låg ålder kan beskriva samma färger som en modell med låg metallhalt och hög ålder.

Möjligtvis visar anpassningarna med smalbandsobservationerna en korrektare bild av galaxen. Relativt de rena bredbandsanpassningarna är tidsskalan för stjärnbildning något kortare. Den största skillnaden mellan de 2 olika anpassningarna är metallhalten, tidsskalan för stjärnbildning samt åldern på stjärnorna.

## ***2-dim anpassningar***

Nästa steg är att dela upp modellerna i 2 komponenter i anpassningen, en ung och en gammal komponent. Den yngre komponenten har ett åldersintervall mellan 0.5-230 miljoner år, den äldre från 230 miljoner till 14.5 miljarder år. Den äldre komponenten skall betraktas med viss försiktighet då den oftast bidrar väldigt lite till anpassningen. Kvoten mellan de 2 anpassningskonstanterna visar hur mycket de båda komponenterna bidrar till anpassningen och är i centrum ofta flera miljoner. En komponent dominerar vanligtvis den andra. Oftast är den yngre komponentens konstant flera miljoner gånger större än den äldre vilket gör att den äldre komponenten bidrar väldigt lite till anpassningen.

Den enklaste 2-dim anpassningen är att enbart inkludera bredbandsobservationerna i anpassningen. De 7 bästa anpassningarna utmärktes av följande.

- Fortfarande är en IMF på 2.35 vanlig i både den äldre och yngre komponenten.
- Massintervallet är brett,  $120_{-0.08} M_{\odot}$ .
- Metallhalten varierar något mellan 001 och 004.

- För den äldre komponenten verkar en tidsskala på  $5e9$  med episodisk stjärnbildning vanlig. Den yngre komponenten varierar lite mellan tidsskalor på  $1e9$  år till  $1e8$  år.

Nästa steg är att ta med alla observationer i den 2-dim anpassningen, bredbandsobservationer och smalbandsobservationer. Som vanligt ligger IMF:en kvar på 2.35. Den yngre komponenten visar på ett lite snävare massintervall,  $120_{-2} M_{\odot}$ . Detta behöver inte betyda att den yngre populationen befolkas av massivare stjärnor. Den yngre komponenten påvisar även en något lägre metallhalt än den äldre. Det är möjligt att dessa resultat tvingas fram då intervallen avgränsas för komponenterna.

För den yngre komponenten är det vanligt med en kort tidsskala med kontinuerlig stjärnbildning på  $1e7$  år. Den äldre har en något längre episodisk med en fördelning mellan  $1e9$  till  $5e9$  år. Utbrotten i stjärnhoparna kan möjligtvis globalt betraktas som kontinuerliga under en kort tidsskala. Den äldre komponenten förutsetts vara homogen och kan möjligtvis bäst beskrivas med en episodisk utveckling under en lång tidsskala. Täckningsfaktorn sjunker något för flera anpassningar relativt de 1-dim.

En större mängd gas i galaxen skulle kunna betyda lägre åldrar. Den uppskattade totala mängden gas från de rena bredbandsanpassningarna är mindre än den observerade. Om det betyder att ålder och metallhalt i galaxen överskattas eller underskattas är svårt att avgöra. Den äldre populationen verkar dock ha en högre metallhalt än den yngre. Något som kan verka väldigt underligt. Det finns även en möjlighet att gasen har högre metallhalt än de unga stjärnorna. Hur är detta möjligt? Hur kan metallhalten sjunka? En förklaring är förmodligen infallande metallfattiga gasmoln.

### ***Jämförelse, 1-dim – 2-dim***

Går det att jämföra de 1-dim anpassningarna med de 2-dim? Summan av de 2 komponenterna borde i så fall motsvara den enkla anpassningen i fråga om total luminositet. Parametrarna i de bästa 1-dim anpassningarna borde i så fall stämma med vissa parametrar i de 2-dim. Det är möjligen något sådant som observerats. De flesta parametrar förändras inte nämnvärt vid den 2-dim anpassningen relativt den 1-dim. Det är i första hand metallhalterna och tidsskalan för stjärnbildning som varierar. Är det möjligt att de låga metallhalterna samt långa tidsskalan för stjärnbildning i den 1-dim anpassningen motsvarar de 2 komponenterna i den 2-dim? Det får inte glömmas att den 2-dim anpassningen på inget sätt är global. Det är oftast bara i centrum den förekommer och i sådant fall dominerar vanligtvis den yngre komponenten.

### ***Utveckling RMS***

Förutom de bästa anpassningarna är det även intressant att se på utvecklingen av rms:en när parametrar i modellerna ändras.

I den 1-dim anpassningen är det lätt att märka trender.

- Det bredaste massintervallet,  $120_{-0.08} M_{\odot}$ , är i de flesta observerade fall den bästa anpassningen. För en kort tidsskala med episodisk stjärnbildning på  $3e6$  år var dock

det lite snävare intervallet 120\_2 bättre. Resultatet är dock inte entydigt. Då smalbandsobservationerna inkluderas är återigen 120\_0.08 en bättre anpassning.

- Metallhalterna uppvisar ett intressant mönster i felutvecklingen. Utvecklingen för felet i anpassningarna för bara bredbandsobservationer är inverterat relativt smalbandsanpassningarna. Felet blir mindre vid lägre metallhalt för bredbandsanpassningen och tvärtom för den med smalband. Det avspeglar till stor del svårigheterna med att blanda bred och smalbandsobservationer i anpassningarna.

Det är svårt att se något enkelt mönster i det totala felet för olika tidsskalor för stjärnbildning. De olika 1-dimensionella anpassningarna verkar dock följa något slags mönster. För de 2-dim anpassningarna finns det även ett par intressanta mönster.

- I fallet med en 2-dim anpassning utan smalbandsobservationer är mönstret likartat som för den 1-dim motsvarigheten i fråga om massintervall. Anpassningen blir bättre med ett brett massintervall. För vissa modeller blir anpassningen för den yngre komponenten något bättre i intervallet  $120_2 M_{\odot}$ . Det syns i fallet med en modell med en  $3e6$  år lång tidsskala för episodisk stjärnbildning i både den äldre och yngre komponenten samt en IMF på 1,35 och ett lågt värde på metallhalten. En likartad anpassning fast med en tidsskala på  $1e7$  med konstant stjärnbildning visar en bättre anpassning med ett massintervall på 120\_0.08 i den yngre komponenten vilket skulle kunna förklaras med att det bildas fler mindre stjärnor i dessa bildningsförlopp. För den äldre komponenten verkar dock en anpassning på  $120_2 M_{\odot}$  vara bättre. I detta fall dominerar möjligen den äldre komponenten i fråga om luminositet.
- Det är svårt att tolka utvecklingen för tidsskalan för stjärnbildning. Vid höga metallhalter, 020\_020, händer det att den äldre komponenten dominerar anpassningen. En tidsskala på  $1e9$  år för stjärnbildning ger då en bra anpassning för den äldre komponenten. Den lägsta satta åldern för den äldre komponenten är 230 miljoner år. Det är då möjligt att den underliggande äldre komponenten står för den mesta luminositeten. Är dessa modeller mer fysikaliskt korrekta än de där den yngre komponenten dominerar? Den yngre komponenten verkar ha en bättre anpassning för en väldigt lång tidsskala med episodisk stjärnbildning. Den yngre komponenten bidrar då förmodligen relativt lite till den totala luminositeten. Vid en lägre metallhalt dominerar åter den yngre komponenten med kort tidsskala samt lång tidsskala för den äldre komponenten.

När smalbandsobservationerna införs i beräkningarna sker inga större förändringar i felet avseende massintervallet. Den största förändringen sker med tidsskalan för stjärnbildning. Långa tidsskalor med episodisk stjärnbildning blir sämre för den unga anpassningen.

Möjligtvis går det även att skönja mönster i morfologin från de 2-dim anpassningarna. Bland de bästa anpassningarna är det vanligt att endast centrum av galaxen anpassas 2-dim medan den omkringliggande delen anpassas med en enkel äldre komponent. När bara bredbandsobservationer används är det även vanligt att en enkel ung anpassning bildar ett vertikalt streck i mitten av galaxen. Det skulle vara svårt att förklara rent fysikaliskt hur den omkringliggande populationen inte skulle ha något samröre med den äldre komponenten i centrum. Det blir även svårt att förklara hur den yngre komponenten inte skulle ha något att göra med den 1-dim unga anpassningen i centrum. Är detta tecken på bipolärt utflödande gas

eller på 2 samgående galaxer? Fenomenet med det vertikala strecket uppkommer inte för de bästa anpassningar med smalbandsobservationer.

Det finns även en rent morfologisk skillnad mellan ålderskartorna för en 2-dim anpassning med och utan smalbandsobservationer. Vissa modeller ger anpassningar med en åldersmorfologi vilket mer liknar smalbandsobservationernas åldersmorfologi. I vårt exempel liknar en anpassning med en IMF på 1,35 mer de rena bredbandsobservationerna än en anpassning med en IMF på 2,35.

## ***Specialanpassningar***

Det finns många uppenbara komplikationer med våra enkla anpassningar förutom de redan nämnda. Galaxen utgör en enorm källa för gravitation. Det verkar då självklart att koncentrationen av stjärnor och gas är högre i centrum än i utkanten. De unga stjärnorna dominerar dock till så stor del luminositeten i centrum att de äldre stjärnorna inte syns. Det är då möjligt att modellera den bakgrund som borde finnas i galaxen. Försök med detta har intressant nog inte ändrat den yngre komponenten nämnvärt. Dess struktur har till stor del behållits men förnygrats något. Inga dramatiska förändringar har märkts i form av förändrad åldersmorfologi.

2 olika försök har utförts, konstant och exponentiell formad åldersbakgrund. Om en kort tidsskala för stjärnbildning modelleras för den äldre komponenten kan en konstant bakgrund motiveras. I så fall har galaxen haft tillräckligt med tid för att jämna ut alla olikheter. Om en lång tidsskala för stjärnbildning förutsätts är det möjligt att den äldre komponenten fortfarande producerar stjärnor och har i så fall en gradient i åldersanpassningen. Vid anpassningar av en sådan gradient är det intressant att fråga sig hur stor del av luminositeten som härstammar från centrum och inte direkt från halo.

Smalbandsobservationerna uppvisar stora olikheter relativt bredbandsobservationerna. Det syns på smalbandsbilder tillverkade av bredbandsobservationer. Deras morfologi skiljer sig avsevärt från den observerade. Den totalt observerade mängden gas är även större än den beräknade. Förmodligen stämmer inte gasens position för rekombination med jonisationen. Försök med att omforma gasen har gett förväntade resultat. Åldern har ökat något i centrala omgivningen men minskat i centrum.

Hur lärorika har de specialanpassningar som utförts varit? Svaret är nog lite! De har i de flesta fall påvisat något som anats och just därför lett till förväntade resultat. Försöket med den konstanta äldre komponenten gav ett relativt likartat resultat i centrum, jämfört med den friare anpassningen. I halo blev resultatet något yngre. Ungefär samma effekt blev det av försöket med den exponentiellt formade äldre komponenten.

## ***Relevans***

Kan de anpassningar som utförts motiveras? De bästa 2-dim anpassningarna är lite bättre än de 1-dim. Det rör sig endast om några procent bättre i utkanten och lite bättre i centrum av galaxen. Att jämföra bredbandsanpassningar med smalbandsanpassningar är svårt rent kvantitativt då vi inte använder smalbandsobservationerna för att beräkna anpassningskonstanterna. Modellerna utgår dock från en inblandning av gasen så det borde bli bättre anpassningar med gasen inkluderad i anpassningarna. De fabricerade äldre



komponenterna kan självklart inte få bättre anpassning då frihetsgraden är mindre än för de mer rörliga anpassningarna. Deras verifikation måste vara rent fysikalisk. Att analysera det totala felet efter en omformning av gasen är relativt ointressant. Det är ju ett oerhört naivt sätt att forma gasen, mest för att se hur åldersanpassningen förändras.

## **Stjärnbildningshistoria**

Vad är det då som ger upphov till dessa stjärnbildningsutbrott? Det mest omtyckta alternativet i litteraturen verkar vara ett samgående mellan 2 galaxer eller gasmoln.

Om galaxen vore rent ung och bestod av en enda komponent vilken genomgick sin första stjärnbildning borde den 1-dim anpassningen vara relativt bättre. Det skulle då bli svårt att förklara den enorma skillnaden i ålder mellan den yttre och inre delen av galaxen.

Ett samgående mellan galaxer eller gasmoln förklarar många av de observationer som gjorts. Det underligaste resultatet vilket i viss mån styrker detta antagande är den lägre metallhalten i den yngre komponenten relativt den äldre. Hur är det möjligt att sänka metallhalten utan att spä på med metallfattig gas?

Om infallande avkyld gas var upphovet till utbrotten, skulle den få röra sig motströms det bipolära utflödet. I 3 dimensioner påverkar det i och för sig bara gasen vinkelrätt galaxskivans centrum.

## **12. SLUTSATS**

Ett antal modeller har anpassats till 9 observationer av galaxen eso-338ig04. Utifrån dessa anpassningar har ett flertal tolkningar av galaxens fysik samt historia gjorts.

Av mina beräkningar framgår det att galaxens centrum är hemvist för 4-5 hopar unga stjärnor omgivna av en äldre sfär. Stjärnbildningsutbrotten verkar dock vara en aningen vridna jämfört med den underliggande komponenten. HST bilder avslöjar flera mindre ansamlingar av klart lysande stjärnhopar.

Galaxen verkar i centrum ha en medelålder på några få miljoner år samt en betydligt äldre omgivning. Huruvida det existerar en äldre underliggande population relativt den ljusstarka yngre är svårt att avgöra. 2-dim anpassningar ger ett något lägre fel. Det verkar även fysikaliskt orimligt att den homogena äldre populationen i halon skulle saknas i centrum av galaxen. Den äldre komponenten skulle i så fall stå för den största delen av massan medan den yngre dominerar luminositeten.

Den unga komponenten i anpassningarna dominerar kraftigt. Det är svårt att avgöra giltigheten för den äldre komponenten rent beräkningsmässigt. Ett antal trender kan dock skönjas i den 2-dim anpassningen.

- En lägre metallhalt i den unga komponenten relativt den äldre ger en bättre anpassning. De 1-dim anpassningarna hade alla en låg metallhalt. Detta kan vara en indikation på hur pass dominerande den yngre komponenten är.
- Alla de bästa anpassningarna hade en IMF på 2.35. Det har varit den mest konsekventa parametern i anpassningarna. I de anpassningar där smalbandsbilder

inkluderats har en något högre minsta massgräns för IMF:en observerats i den yngre komponenten än i den äldre.

- Stjärnbildningshastigheten har varit den parameter som varierat kraftigast. En konstant stjärnbildning med kort tidsskala i den yngre komponenten samt en episodisk med lång tidsskala har varit framgångsrik. De 1-dim anpassningarna utmärktes dock av längre tidsskalor för stjärnbildning.

Det har varit svårt att uttala sig hur täckningsfaktorn och den totala massan påverkat anpassningarna.

Den avsevärt mest försvårande faktorn i arbetet har varit den dåliga korrelationen mellan bred och smalbandsobservationerna. De har till stor del berättat 2 relativt skilda historier. Ett moget avvägande dem emellan borde vara det rimligaste. Galaxen skulle då ha varit utsatt för en kraftig episodisk stjärnutveckling flera 100 miljoner år innan det nuvarande utbrottet. Vad som har startat stjärnbildningsutbrottet i centrum av galaxen är relativt svårt att uttala sig om utifrån mina observationer. Men förmodligen borde det vara något annat än kalla mörka nebulosor.....

### 13. REFERENSER

- Amram P., Östlin G, 2001, Msngr 103, 31  
Bergvall N., Östlin G., 2000, A&A 390, 891  
Blauuw, A. 1964 Ann. Rev. Astron. Astrophys. 2, 213  
Blauuw, A. 1991. In The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution, eds. C.J. Lada & N.D. Kylafis (Kluwer, Dordrecht), p. 11  
Cox, D.P. 1990. In The Interstellar Medium in Galaxies, eds. H.A. Thronson & J.M. Shull (Kluwer, Dordrecht), p.181  
Cox, D.P. 1991. In Fragmentation of Molecular Clouds and Star Formation, IAU Symposium No. 147, eds. E. Falgarone, F. Boulanger, & G. Duvert (Kluwer, Dordrecht), p.3  
Dahlem, M., Weaver, K., & Heckman, T. 1997, in preparation  
Doublier, V., Caulet, A., & Comte, G., 1991, A&AS 138, 213  
Donahue M, 1997, APJ 486, 242.  
Elmegreen, B. 1997, in Rev. Mex. De Astronom. Y Astrofis. Serie de Conferencias, Vol. 6, Starburst Activity in Galaxies, p. 165  
Faber S.M, Gallagher J.S., 1979, Annual review of astronomy and astrophysics 17, 135  
Field, G.B., Goldsmith, D.W., & Habing, H.J. 1969. Astrophys J. 155, L149  
Gallagher J.S., Hunter D.A., 1987, AJ 94, 43  
Hartmann, D. 1994. The Leiden/Dwingeloo Survey of Galactic Neutral Hydrogen, Ph. D. Thesis, Leiden University.  
Hartmann, D., & Burton, W.B. 1995. Atlas of Galactic Neutral Hydrogen (Cambridge University Press, Cambridge)  
Heckman, T.M., Sembach, K.R., Meurer, G.R., Strickland, D.K., Martin, C.L., Calzetti, D., Leitherer, C., 2001, ApJ 554, 102  
Kaufman W.J., Freedman R.A., 1998, Universe 6th edition.  
Kulkarni, S.R., & Heiles, C. 1987. I Interstellar Processes, eds. D.J. Hollenbach & H.A. Thronson (Reidel, Dordrecht), p.87  
Larson R.B., 1996, ADS, p.3  
Larson, R.B. 1991a. In Frontiers of Stellar Evolution, ed. D.L. Lambert (Astronomical Society

- of the Pacific, San Francisco), p.571
- Larson, R.B.1991b. In Fragmentation of Molecular Clouds and Star Formation, IAU Symposium No. 147, eds E.Falgarone, F.Boulanger, & G.Duvert( Kluwer, Dordrecht), p.261
- Lehnert, M., & Heckman, T.1996, ApJ 472, 546
- Leitherer, C., & Heckman, T. 1995, ApJS, 96, 9
- Mihos, J.C., & Hernquist, L. 1994a, ApJ, 425, L13
- Mihos, J.C., & Hernquist, L. 1994b, ApJ, 431, L9
- Moy E., Rocca-Volmerange B., Fioc M. 2001, A&A 365, 347
- Sadler, Elaine M., Oosterloo, Thomas A., Morganti, Raffaella, Karakas, Amanda, 2000, AJ 119, 1180
- Salpeter, E.E. 1955. Astrophys. J. 121, 161
- Sanders, D., & Mirabel I.F. 1997, ARAA, 34, 749
- Spitzer, L. 1968. In Nebulae and Interstellar Matter, eds. B.M. Middlehurst & L.H. Aller (University of Chicago Press, Chicago), p.1
- Taylor C., 1997, ApJ 480, 524
- Tinsley B.M., 1980, Fundamentals of Cosmic Physics 5, 287
- Toomre, A. & Toomre, J. 1972, ApJ, 178, 623
- Veilleux, S., Cecil, G., & Bland-Hawthorn, J.1996, SciAm, 274, 86
- Whithworth, A. 1979. Mon. Not. Roy. Astr. Soc. 186, 59
- Whitmore, B., & Schwizer, F. 1995, AJ, 109, 960
- Wolfire, M.G., Hollenbach, D., McKee, C.F., Tielens, A.G. G.M., & Bakes, E.L.O. 1995. Astrophys. J. 443, 152
- Zabludoff, A. Et al. 1996, ApJ, 466, 104
- Zwicky F., 1965, ApJ 142, 1293
- Östlin G., 1998, On the Origin and Evolution of Blue Compact Galaxies, Comprehensive Summaries of Uppsala Dissertations from the Faculty of Science and Technology 372