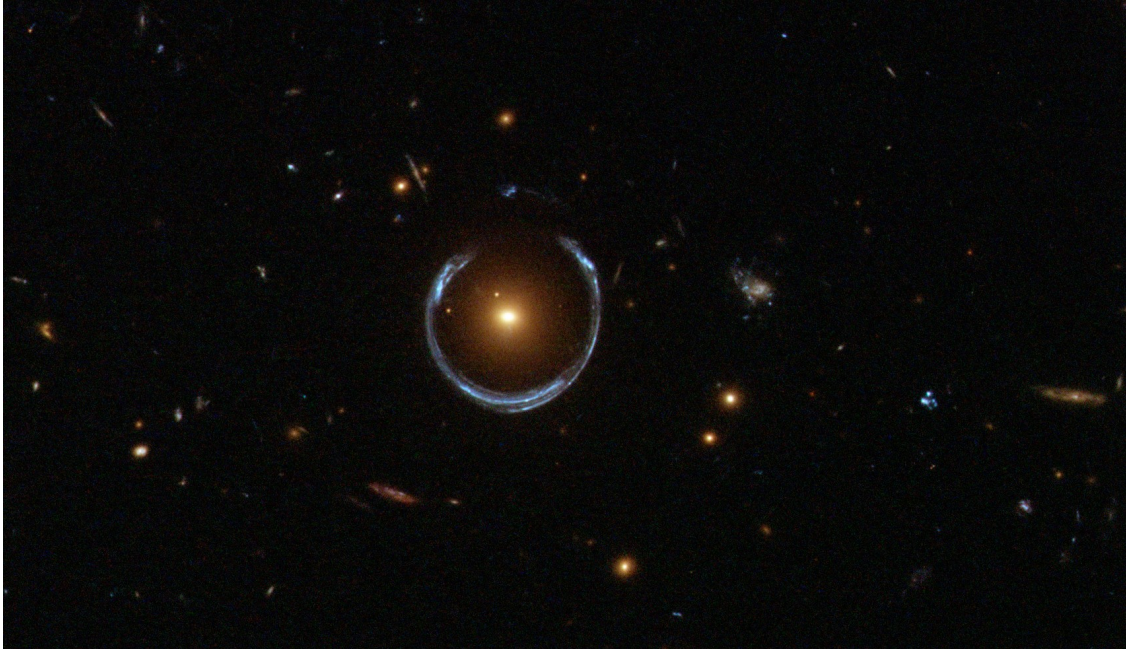




CHALMERS



Begränsningar i gravitationslinsmodellering av avlägsna galaxer

Kandidatarbete inom teknisk fysik

Elias Björk
Marcus Grandin
Anton Senges Jaretun

INSTITUTIONEN FÖR RYMD-, GEO- OCH MILJÖVETENSKAP

CHALMERS TEKNISKA HÖGSKOLA
Göteborg 2026
www.chalmers.se

EXAMENSARBETE 2026

Begränsningar i gravitationslinsmodellering av avlägsna galaxer

Elias Björk
Marcus Grandin
Anton Senges Jaretun



CHALMERS

Institutionen för rymd-, geo- och miljövetenskap
CHALMERS TEKNISKA HÖGSKOLA
Göteborg 2026

Begränsningar i gravitationslinsmodellering av avlägsna galaxer
Elias Björk
Marcus Grandin
Anton Senges Jaretun

© Elias Björk, Marcus Grandin, Anton Senges Jaretun 2026.

Handledare: Kiana Gonzalez Kade, Institutionen för rymd-, geo- och miljövetenskap
Handledare: Kirsten Kraiberg Knudsen, Institutionen för rymd-, geo- och miljövetenskap
Examinator: Magnus Thomasson, Institutionen för rymd-, geo- och miljövetenskap

Examensarbete 2026
Institutionen för rymd-, geo- och miljövetenskap
Chalmers Tekniska Högskola
SE-412 96 Göteborg
Telefon +46 31 772 1000

Omslagsbild: Bild av Einsteinringen LRG 3-757, tagen av Hubbleteleskopet och hämtad från NASA:s hemsida.

Skriven i L^AT_EX
Göteborg 2026

Begränsningar i gravitationslinsmodellering av avlägsna galaxer
Elias Björk
Marcus Grandin
Anton Senges Jaretun
Institutionen för rymd-, geo- och miljövetenskap
Chalmers Tekniska Högskola

Sammanfattning

I detta arbete undersöktes begränsningar av gravitationslinsmodellering av avlägsna galaxer med hjälp av ALMA-teleskopet. Syftet med arbetet var att öka förståelsen för galaxers utveckling vilket i sin tur kunde ge en djupare kunskap om det tidiga universum. Simuleringar som genomfördes utfördes i CASA (*Common Astronomy Software Applications*) där simuleringskoden var skriven i Python med paketet PyAutoLens, där både linsade och olinsade galaxer modellerades. Detta gjordes med målet att identifiera vilka parametrar som var mest lämpliga beroende på olika ingående galaxmodeller och observationsparametrar. Vidare var målet att använda närliggande galaxer som indata för att kunna jämföra och utvärdera modellens förmåga att rekonstruera dessa mer välkända galaxer.

Simuleringarna gav resultatet att gravitationslinsmodellering i CASA generellt kan återskapa källplan och hastighetsdispersioner väl, särskilt för galaxer som är centrerade och har låg inklinationsvinkel. Trots vissa förluster i detaljinformation visar arbetet att gravitationslinsning är en effektiv metod för att rekonstruera och studera avlägsna galaxer som annars är svåra att observera.

Nyckelord: Gravitationslinsmodellering, galaxer, ALMA, CASA, Python, PyAutoLens, källplan, hastighetsdispersioner, inklinationsvinkel.

Abstract

In this thesis, we investigated the limitations of gravitational lens modeling of distant galaxies using the ALMA telescope. The aim of our study was to improve the understanding of galaxy evolution, which in turn could provide deeper insight into the early universe. The simulations were carried out in CASA (*Common Astronomy Software Applications*), where the lens modeling code was written in Python using the PyAutolens package, and both lensed and unlensed galaxies were modeled. The purpose was to identify which parameters were most suitable depending on different input galaxy models and observational parameters. Furthermore, the goal was to use nearby galaxies as input data in order to compare and evaluate the lens model's ability to reconstruct these better-known galaxies.

The simulations showed that gravitational lens modeling in CASA can generally reconstruct source planes and velocity dispersions well, especially for galaxies that are centered and have a low inclination angle. Despite some loss of detailed information, the thesis shows that gravitational lensing is an effective method for reconstructing and studying distant galaxies that would otherwise be difficult to observe.

Keywords: Gravitational lens modeling, galaxies, ALMA, CASA, Python, PyAutoLens, source plane, velocity dispersions, inclination angle.

Förord

Vi vill tacka våra handledare Kirsten Knudsen och Kiana Kade för deras givande samtal, snabba återkoppling, värdefulla kritik och stora tålamod. Utan deras stöd hade detta arbete inte varit möjligt.

Elias Björk
Marcus Grandin
Anton Senges Jaretun

Göteborg, maj, 2026

Akronymer

Nedan följer en lista över de akronymer som har använts i denna uppsats, listade i alfabetisk ordning:

ALMA	Atacama Large Millimeter/submillimeter Array
CASA	Common Astronomy Software Applications
DSFG	Dusty Star Forming Galaxy
JWST	James Webb Space Telescope
MSE	Mean squared error/medelkvadratfel
SMG	Submillimeter Galaxy
SSIM	Structural similarity index measure/strukturell likhets index mätning
VLA	Karl G. Jansky Very Large Array

Nomenklatur

Nedan följer nomenklaturen för enheter och storheter som har använts i denna uppsats.

Enheter

"	Bågsekund, $1'' = 1/3600^\circ$
L_\odot	Solens ljusstyrka, $1 L_\odot = 3,828 \times 10^{26} \text{ W}$

Storheter

λ	Våglängd [m]
z	Rödförskjutning

Innehåll

Akronymer	x
Nomenklatur	xii
Figurer	xv
Tabeller	xvii
1 Inledning	1
1.1 Syfte	1
1.2 Mål	2
1.3 Avgränsningar	2
2 Teori	3
2.1 Galaxer	3
2.1.1 Rotationshastighet och hastighetsspridning	4
2.1.2 Inklinationsvinkel och positionsvinkel	4
2.2 Gaskinematik	5
2.3 Blå- och rödförskjutning	6
2.4 Kosmologi	7
2.5 Gravitationslinsning	8
2.5.1 Antaganden för gravitationslinser	9
2.5.2 Linsekvation för punktmassa	10
2.5.3 Modell för en enkel isoterm sfär	11
2.5.4 Modell för en enkel isoterm ellipsoid	11
2.6 Interferometri	12
2.6.1 ALMA	15
3 Metod	17
3.1 PyAutoLens	17
3.2 CASA	18
3.3 Simuleringskod	19
3.3.1 Parametrar	21
3.4 Genomförande	21
3.5 Tolkning och analys	23
3.5.1 MSE	23
3.5.2 SSIM	23

4	Resultat	25
4.1	Antennkonfiguration	25
4.2	MSE och SSIM tidsberoende	31
4.3	Meshnäts jämförelse och normal high z	33
4.4	V_{\max}/σ	33
4.5	Inklinationsvinkel	36
	4.5.1 Positionsinkel	38
4.6	Ocentrerad lins	40
4.7	Riktig galax-data	41
5	Diskussion	43
5.1	Antennkonfiguration	43
5.2	MSE och SSIM mot tid	44
5.3	Jämförelse mellan olika meshnätsstorlekar och normal high z	45
5.4	MSE och SSIM mot V_{\max}/σ	46
5.5	Inklinationsvinkel	46
5.6	Positionsinkel	46
5.7	Ocentrerade linser	47
5.8	Riktig data	47
5.9	Felkällor och förbättringsförslag	48
6	Slutsats	49

Figurer

2.1	Exempel merger momentkarta	5
2.2	Exempel på momentkartor	6
2.3	Figuren beskriver hur den fysiska storleken per vinkelenhet beror på rödförskjutningen z (Kade 2025).	7
2.4	Figur som visar en gravitationslinsad galax	8
2.5	Gravitationslins runt punktmasda	10
2.6	Figuren visar en konfiguration, visibiliteter för olika långa observationer och den smutsiga strålen	14
2.7	Figuren visar effekterna av låg- och högpas filter i fourierdomänen	16
3.1	Figuren visar meshnätet plottat den linsade galaxen till vänster och det återskapade källplanet till höger	18
3.2	Figuren visar ett ideellt källplan och ideellt linsad galax	20
3.3	Figuren visar de simulerade ALMA observationer av bilderna i figur 3.2.	20
3.4	Bilden visar en PyAutoLens återskapning av källplanet. Den har tagit den CASA observerade linsade galaxen som kan ses i figur 3.3b för att åstadkomma detta.	21
4.1	Figuren visar moment 0 och moment 1 kartorna för en simulerad galax vid de fyra viktiga stegen i simuleringsprocessen.	26
4.2	Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 6.	27
4.3	Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 7.	28
4.4	Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 8.	29
4.5	Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 9.	30
4.6	Grafen visar hur antennkonfiguration 7 moment 0 kartas MSE värde beror på den valda observationstiden. Det blåskuggade området visar standardavvikelsen.	31
4.7	Grafen visar hur antennkonfiguration 7 moment 0 kartas SSIM värde beror på den valda observationstiden. Det orangeskuggade området visar standardavvikelsen.	32

4.8	Grafen visar hur antenntkonfiguration 7 moment 1 kartas MSE värde beror på den valda observationstiden. Det blåskuggade området visar standardavvikelsen.	32
4.9	Grafen visar hur antenntkonfiguration 7 moment 1 kartas SSIM värde beror på den valda observationstiden. Det orangeskuggade området visar standardavvikelsen.	33
4.10	Grafen visar hur mått på MSE för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$	34
4.11	Grafen visar hur mått på SSIM för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$	35
4.12	Grafen visar hur mått på MSE för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$	35
4.13	Grafen visar hur mått på SSIM för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$	36
4.14	Grafen visar hur mått på MSE för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln	37
4.15	Grafen visar hur mått på SSIM för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln	37
4.16	Grafen visar hur mått på MSE för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln	38
4.17	Grafen visar hur mått på SSIM för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln	38
4.18	Grafen visar hur mått på MSE för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln	39
4.19	Grafen visar hur mått på SSIM för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln	39
4.20	Grafen visar hur mått på MSE för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln	40
4.21	Grafen visar hur mått på SSIM för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln	40
4.22	Bilderna visar moment 0 kartorna för NGC 628 i de olika stegen av simuleringskoden. Denna simulering gjordes med den förenklade simuleringskoden.	42

Tabeller

4.1	Tabell för MSE och SSIM för olika observerings parametrar (Moment 0)	34
4.2	Tabell för MSE och SSIM för olika observerings parametrar (Moment 1)	34
4.3	Tabell för MSE och SSIM för ocentrerade linsgalaxer (Moment 0)	41
4.4	Tabell för MSE och SSIM för ocentrerade linsgalaxer (Moment 1)	41

1

Inledning

Vi lever i Vintergatan, en spiralgalax. Vintergatan är en av hundratals miljarder galaxer i det observerbara universumet (e.g. Schneider 2006). På grund av ljusets ändliga hastighet syns avlägsna galaxer som de såg ut bakåt i tiden vilket gör det möjligt att studera hur galaxer har utvecklats (Schneider 2006). Detta bidrar till förståelsen av hur flera galaxer, inklusive Vintergatan, har fått sitt nuvarande utseende.

När ljus från en avlägsen galax färdas mot jorden kan det passera ett massivt objekt som t.ex en annan galax eller ett galaxkluster (Schneider 2006). Detta gör att ljuset kröks på grund av den starka gravitationen från det massiva objektet vilket leder till att bilden av den observerade galaxen blir förvrängd. Detta fenomen kallas gravitationslinsning. Fenomenet förstör även ljuset och bilden av bakgrundsgalaxen vilket gör att ljussvagare galaxer och detaljer blir tydligare att uppfatta. För att kunna studera dess bakgrundsgalaxer behövs modeller som beskriver hur massan är fördelad i det observerade området. Med hjälp av dessa modeller är det möjligt att korrigera de förändringar som uppstår så att galaxens egentliga form och struktur blir mer noggrann. Denna metod kallas för gravitationslinsmodellering.

En stor utmaning när man studerar avlägsna, gravitationslinsade galaxer är att uppfatta deras morfologi eftersom den inte stämmer överens med galaxernas egentliga utseende. Genom att utveckla och förbättra gravitationslinsmodellering är det möjligt att få en klarare bild av det tidiga universum.

1.1 Syfte

Det övergripande syftet med studien är att öka förståelsen för det tidiga universum genom att nyttja förstoringen gravitationslinser ger upphov till. För att göra detta behöver verktygen som används vid gravitationslinsning undersökas och deras begränsningar förstås. För att tolka resultatet från gravitationellt linsade observationer behöver "källplanet" rekonstrueras med hjälp av linsmodellering. Här syftar "källplanet" på ett plan i modellen som utstrålar det ljus som linsas och observeras. Genom att jämföra det återskapade källplanet med ett referens plan kan begränsningar i modellen kvantifieras. Projektet är motiverat av studier av gasrörelser i avlägsna galaxer och därmed kommer projektet fokusera på modeller av gasrika galaxer ungefär en miljard år efter big bang.

1.2 Mål

Studien handlar om att undersöka gravitationslinsmodellering, mer specifikt hur väl PyAutoLens (Nightingale et al. 2018) rekonstruerar ljusfördelningen och morfologin hos de linsade avlägsna galaxerna. Detta ska utföras genom analys av varierande indata för att kunna bestämma modelleringens begränsningar.

För att effektivt kunna angripa uppgiften bestäms vissa delmål som betonar de områden gruppen finner mest givande. Delmålen är följande:

- Att undersöka vilka lins parametrar och observationsförhållanden som är lämpliga för att studera galaxer ungefär en miljard år efter big bang.
- Undersöka vilken effekt centreringen av linsen har på återskapandet av källplanet.
- Att börja använda närliggande galaxer som indata och på så sätt jämföra modellens rekonstruktion av verkliga galaxer.

1.3 Avgränsningar

För att projektet ska kunna genomföras enligt tidsplan begränsas omfattningen av projektet:

- Arbetet fokuserar på att uppfylla delmålen som definieras i delavsnittet ovan.
- Koden kan ta flera dagar att köra vilket begränsar hur många simuleringar som kan göras. Detta i kombination med att hålla komplexiteten på en rimlig nivå leder till att endast en massmodell för linsen används.
- Huvudsakligen är modellgalaxer indata. Då verkliga observationer behandlas används enbart kalibrerad data. Detta eftersom kalibrering anses ligga utanför projektets syfte samt är tidskrävande att utföra.
- För att studera avlägsna galaxer, mer specifikt kinematiken av dessa, lämpar det sig att studera gasrörelsen. Gasrörelser är enklast observerade av radio interferometern Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA). Därmed kommer det finnas ett fokus på data från ALMA-liknande observationer. Däremot kommer den verkliga data hämtas från JWST. Bilderna från JWST implementeras enkelt i koden och används därför för att testa metodiken.

Analysen och metoden är därför inte specifikt anpassad för andra typer av teleskop.

- Till beräkningarna av gravitationslinser, förvrängning och återskapande av galaxbilder används enbart PyAutoLens och inga andra liknande program. Koden som används är i form av en pipeline där endast indata varieras. Denna avgränsning görs för att spara tid samt behålla fokuset på analysen snarare än kodskrivandet.

2

Teori

Syftet med teorikapitlet är att skapa en teoretisk grund för att förstå och tolka projektets resultat och slutsatser. För att skapa förståelsen kommer kapitlet inleda med generell information om galaxer, vilket inkluderar ett avsnitt om universums historia och galaxers morfologi. Kapitlet kommer sedan inrikta sig på att beskriva de koncept och metoder som behövs för att studera avlägsna galaxer. Detta inkluderar begrepp som rotationshastighet och hastighetsspridning samt inklinations- och positionsvinkel. Detta följs av ett antal större delkapitel om gaskinematik, blå- och rödförskjutning och kosmologi. När grunden om avlägsna galaxer är lagd introduceras projekts huvudkoncept, gravitationslinser. Sist kommer ett kapitel om interferometri som förklarar hur interferometriska teleskop fungerar och därmed vilka steg som behöver tas i metoden för att efterlikna verkligheten. Eftersom projektets mål är att nästan exklusivt använda ALMA-liknande data tillkommer även ett delkapitel som direkt undersöker ALMA.

2.1 Galaxer

Universum började med en händelse som kallas för Big Bang som är starten för tid och rum. I början var universum extremt varmt och tätt men när det småningom expanderade började också värmen att avta (Loeb & Furlanetto 2013). Detta följdes av en period som kallas för de kosmiska mörka åldrarna (*cosmic dark ages*) där inga stjärnor eller galaxer ännu hade bildats (Loeb & Furlanetto 2013). Med tiden började gravitationen att sammanföra materia såpass mycket att de första stjärnorna och galaxerna började bildas. Detta skedde runt 200 – 400 miljoner år efter Big Bang. 2 – 3 miljarder år efter Big Bang började en period som kallas för kosmisk middag (*cosmic noon*) och kännetecknas av en mycket hög och intensiv stjärnbildningstaktsdensitet (Madau & Dickinson 2014). Sedan dess har expansionen fortsatt, den kosmiska stjärnbildningstaktsdensiteten avtagit och universum utvecklats till vad som kan observeras idag.

I universum observeras galaxer av olika morfologiska typer. De två vanligaste är elliptiska galaxer och spiralgalaxer men det förekommer även oregelbundna galaxer som till exempel kan vara resultatet av galaxsammanslagningar.

Galaxer som har en elliptisk form består främst av gamla stjärnor där någon ny stjärnbildning är sällsynt (Schneider 2006). De har dessutom en rödare färg jämfört med spiralgalaxer som vanligtvis uppfattas som blåare. Spiralgalaxer, som till exempel Vintergatan, innehåller yngre stjärnor och kännetecknas av en mer aktiv stjärnbildning. De rymmer också större mängder gas och stoft än elliptiska galaxer.

De mest intensiva faserna av galaxbildning sker i submillimeter galaxer (SMG) och dammiga stjärnbildande galaxer (DSFG) då dessa galaxer har en hög stjärnbildningstakt samt en stark infraröd ljusstyrka ($10^{12} L_{\odot}$) (Casey et al. 2014; Blain et al. 2002). De förekommer endast på en rödförskjutning runt $z \approx 2 - 6$ (se 2.3). En vanlig anledning bakom en hög stjärnbildningstakt i galaxer är en merger (galaxsammanslagning) där även mindre sådan kan öka stjärnbildningstakten markant (Kaviraj et al. 2015; Hopkins et al. 2008). Dessutom visar observationer på att DSFGs inte har ett gemensamt ursprung utan att vissa bildas genom stora mergers medan andra utvecklas som roterande skivgalaxer (Gillman et al. 2023; Hodge et al. 2025; Rizzo et al. 2020).

För att undersöka hur gas rör sig i avlägsna galaxer studeras bland annat [C II]-emission (Lagache et al. 2018). Detta är ljus från kolatomer som har förlorat en elektron och uppstår vanligtvis i gasmoln på grund av det ultraviolettera ljuset från stjärnor (Carilli & Walter 2013). Emissionslinjen för [C II] är en finstrukturövergång med en vilofrekvens på 1900,5 GHz (Goldsmith et al. 2012). I nuläget finns det begränsningar med att använda [C II]-emission för att mäta gasens rörelse i avlägsna galaxer, vilket även gäller för andra emissionslinjer (e.g. Spilker et al. 2020). Detta då samma signaler kan uppstå från andra fenomen som t.ex en normal galaxrotation eller små närliggande galaxer. Då det inte är ovanligt att data från dessa observationer är lågupplösta kan dessa olika källor se väldigt lika ut vilket kan leda till felaktiga slutsatser. Trots dessa begränsningar används [C II]-emission väldigt ofta då ljuset är mycket starkt och kan uppfattas även i mycket avlägsna galaxer (Carilli & Walter 2013).

2.1.1 Rotationshastighet och hastighetsspridning

En enkel modell för galaxrotationer kan ställas upp med två parametrar, galaxens maximala rotationshastighet V_{\max} och dess hastighetsspridning σ_v (Burkert et al. 2010). Hastighetsspridning beskriver hur mycket hastigheten för partiklar i systemet rör sig runt medelhastigheten. Galaxer kan med dessa mått delas in i rotationsdominerade system eller i dispersionsdominerade (spridningsdominerade) system enligt

$$\text{Dispersionsdominerad} : \frac{V_{\max}}{\sigma_v} < 3 \quad (2.1)$$

$$\text{Rotationsdominerade} : \frac{V_{\max}}{\sigma_v} > 3. \quad (2.2)$$

2.1.2 Inklinationsvinkel och positionsvinkel

Orienteringen av galaxer delas upp i två vinklar, inklinationsvinkeln och positionsvinkel (Schneider 2006). Inklinationsvinkeln är den vinkel med vilket en galax rotationsaxel lutar jämfört med siktlinjen från en observatör på jorden. Vid en vinkel på 0° ser en observatör galaxen rakt uppifrån medan vid 90° ser en observatör galaxen från sidan. Positionsvinkeln är vinkeln mellan galaxens projicerade huvudaxel och nordriktningen på himmelen.

2.2 Gaskinematik

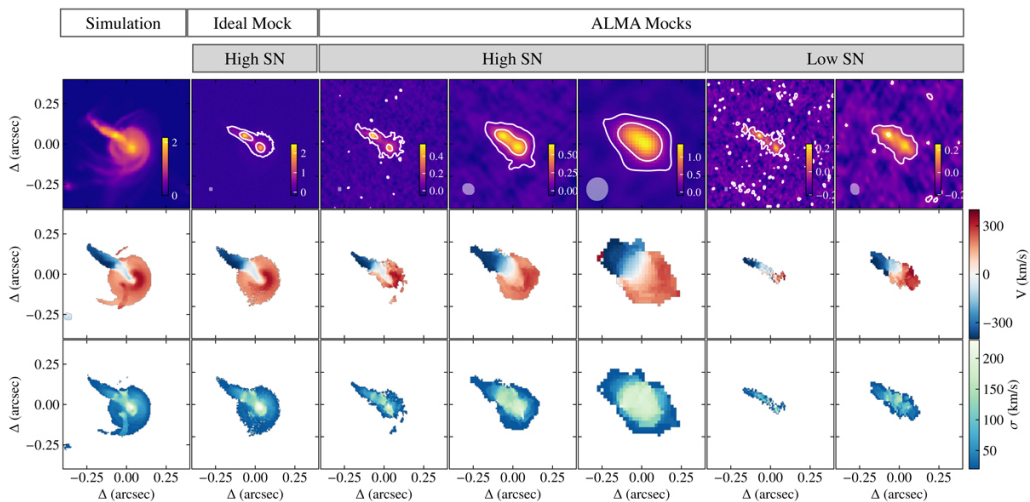
Ett enkelt och tillförlitligt sätt att studera kinematiken hos galaxer med en hög rödförskjutning är att undersöka gasens rörelse i dem (Lee et al. 2025). Genom spektroskopi kan teleskop mäta gasens hastighet via Dopplereffekten vilket gör det möjligt att undersöka hur gasen rör sig i galaxen (Leroy et al. 2021). I många spiralgalaxer observeras en nästan konstant rotationshastighet i galaxens ytterkanter som inte kan förklaras av den synliga materian och anses därför vara ett bevis på mörk materia (Schneider 2006). För att analysera rotationshastigheterna används så kallade momentkartor (*moment maps*), specifikt moment 1-kartan. Moment 0-kartan däremot, beskriver den totala intensiteten M_0 och fås av

$$M_0 = \int I(v) dv \quad (2.3)$$

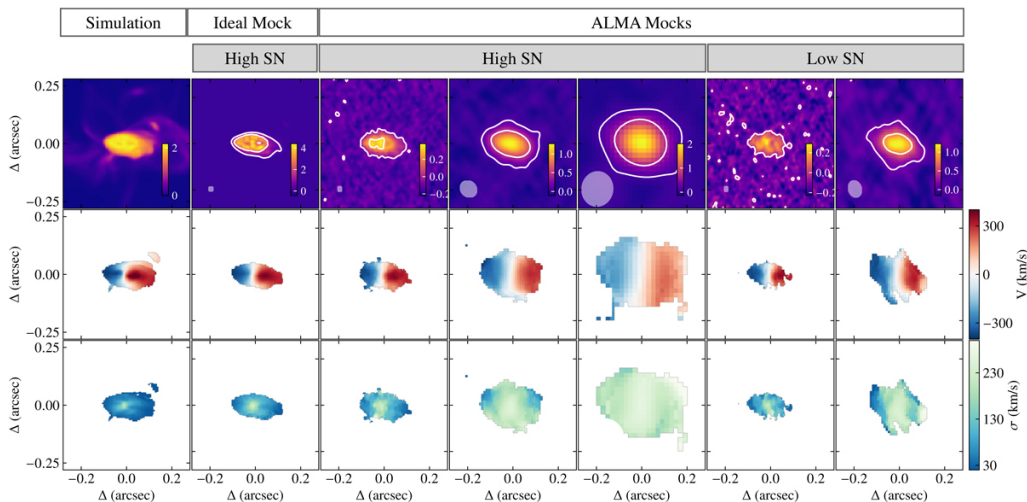
där $I(v)$ är intensiteten som funktion av hastigheten v . I ekvationen 2.4 beskrivs moment 1-kartan där M_1 är den intensitetsviktade medelhastigheten.

$$M_1 = \frac{\int v I(v) dv}{\int I(v) dv} = \frac{\int v I(v) dv}{M_0}. \quad (2.4)$$

Det bör nämnas att moment 2-kartor också existerar och beskriver hur ordnad och turbulent gasen rörelse i galaxen är men för denna analys är de inte lika centrala (Rizzo et al. 2022). Moment 1-kartor ger ett sätt att undersöka den kinematiska strukturen t.ex om en galax genomgår en merger eller om den är en roterande skiva. Detta illustreras i 2.1 och 2.2 där den första visar simuleringar av en galaxsammanslagning medan den andra visar simuleringar av en roterande skiva. Om vinkelupplösningen är bra nog visar moment 1-kartor att sammanslagningar och skivor framträder olika, då de uppvisar olika grad av asymmetri. På detta vis ger gaskinematik viktig information om hur galaxers evolution ser ut och hur de kan komma att utvecklas i framtiden.



Figur 2.1: Exempel på hur momentkartor kan se ut för en galax som genomgår en merger (Rizzo et al. 2022). Den översta raden visar moment 0-kartor, den mellersta raden moment 1-kartor och den nedersta raden moment 2-kartor.



Figur 2.2: Exempel på hur momentkartor kan se ut för en roterande diskgalax som inte genomgår en merger (Rizzo et al. 2022). Den översta raden visar moment 0-kartor, den mellersta raden moment 1-kartor och den nedersta raden moment 2-kartor.

2.3 Blå- och rödförskjutning

När en ljuskälla rör sig i förhållande till en observatör kommer ljusets våglängd att ändras på grund av dopplereffekten (Las Cumbres Observatory 2023). För en ljuskälla som rör sig från en observatör sträcks ljusvågorna ut och en längre våglängd erhålles, detta kallas för att ljuset rödförskjuts. Det motsatta fallet då ljuskällan rör sig mot observatören och en kortare våglängd erhålles kallas för blåförskjutning.

En viktig metod som astronomer använder sig av för att mäta en källas rödförskjutning är spektroskopi. Genom att studera emissionsspektrat för ett känt ämne i ljuskällan och jämföra detta med hur spektrumet borde se ut när det är i vila, ger förskjutningen i spektrat vetskap om källan rör sig bort från oss eller mot oss (Las Cumbres Observatory 2023). Genom att undersöka denna förskjutna våglängd kan man ta fram rödförskjutningen och ge ett värde på hur mycket ljuskällan har förskjutits. Rödförskjutningen z fås av

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{rest}}}{\lambda_{\text{rest}}} \quad (2.5)$$

där λ_{obs} är den observerade våglängden och λ_{rest} är våglängden om källan vore i vila.

På grund av universums expansion kommer alla avlägsna galaxer att rödförskjutas (Las Cumbres Observatory 2023). Ju större avstånd det är mellan jorden och en avlägsen galax desto större blir galaxens rödförskjutning, vilket tolkas som att galaxen avlägsnar sig snabbare från oss i takt med universums expansion. Denna rödförskjutning kan användas som ett mått på hur långt bort en galax befinner sig från jorden.

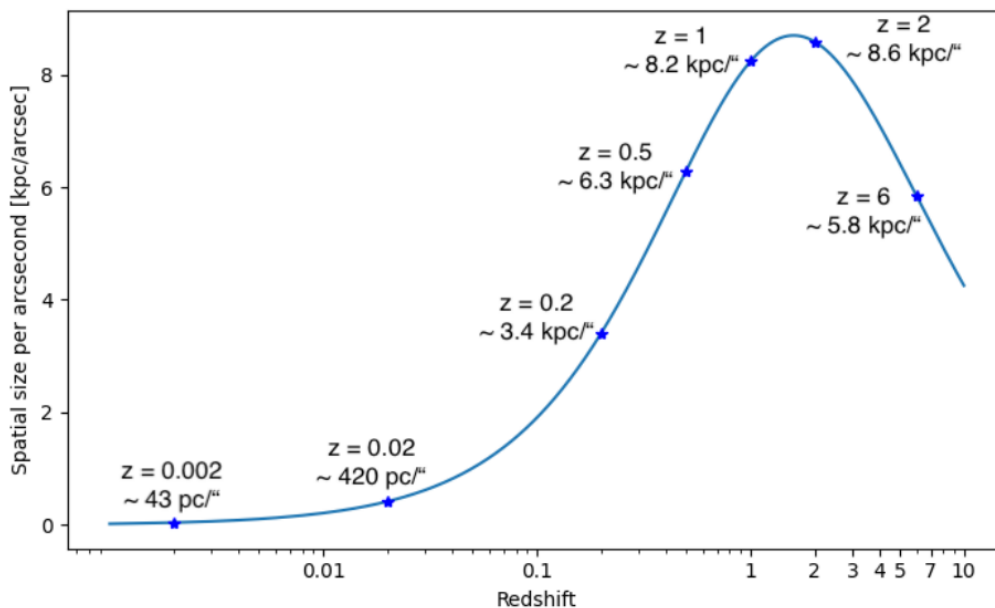
En annan applikation av rödförskjutning är att ta reda på hur en galax roterar (Las Cumbres Observatory 2023). Genom att kolla på emissionsspektrumet för ett känt ämne i olika delar av den observerade galaxen kan det kartläggas hur mycket

varje del av galaxen har antingen blå- eller rödförskjutits. På detta sätt kan man ta reda på vilka delar av galaxen som rör sig mot jorden och vilka som rör sig bort från jorden för att sedan bestämma hur galaxen roterar.

2.4 Kosmologi

Objekt som ligger långt bort ifrån observatören ser normalt ut att vara mindre ju större avståndet blir. Vid väldigt stora avstånd sker däremot det omvända, att objektet istället ser större ut än vad man skulle förvänta sig (Schneider 2006). Den här övergången kallas vändpunkten för vinkeldiameter (*angular diameter turnover*) och inträffar vid en rödförskjutning på $z \approx 1.5$ vilket motsvarar ungefär 10 miljarder ljusår.

Detta fenomen sker på grund av universums expansion. Då universum var yngre så var det även kompaktare vilket innebär att objekt som idag verkar mycket avlägsna faktiskt var närmare oss när ljuset lämnade dem. För objekt på större avstånd kommer deras vinkeldiameter att minska som gör att de ser mindre ut. Men för objekt som befinner sig på mycket större avstånd börjar de istället uppta en större vinkel på himlen och kan därför verka större. I figur [2.3] illustreras detta då grafen vänder runt $z \approx 1-2$.



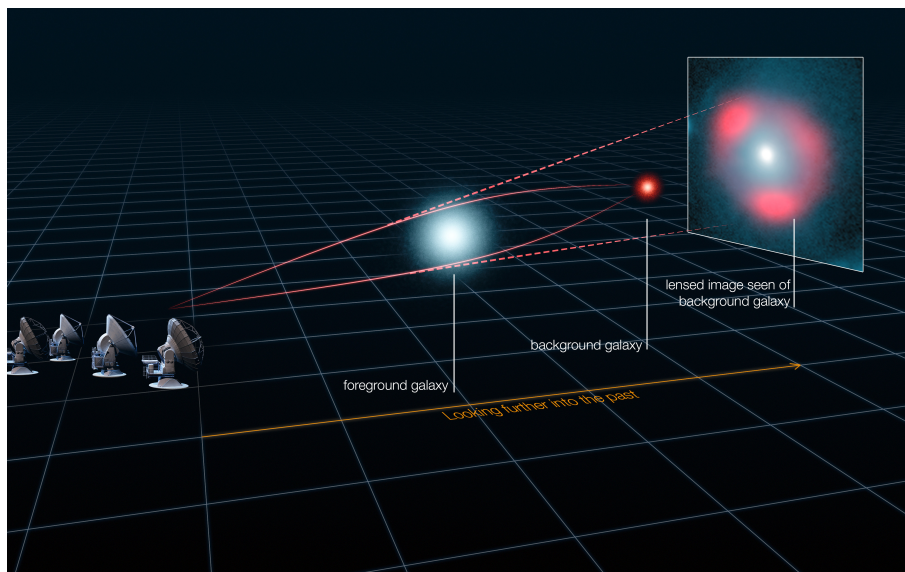
Figur 2.3: Figuren beskriver hur den fysiska storleken per vinkelenhet beror på rödförskjutningen z (Kade 2025).

För att få en djupare förståelse för galaxers utveckling underlättar det att studera mycket avlägsna galaxer. Dessa galaxer kännetecknas av att ha en relativt stor rödförskjutning på $z \approx 6$ som motsvarar ungefär 12 miljarder ljusår (Schneider 2006). De tidigaste galaxerna som observeras har en rödförskjutning på $z \approx 14$ som motsvarar 13.4 miljarder ljusår och observeras då av JWST (Naidu et al. 2026; Carniani et al. 2024). På grund av dessa galaxers höga rödförskjutning uppstår

flera svårigheter med att undersöka dem. T.ex har ljusets våglängd förskjutits mot infrarött på grund av universums expansion vilket innebär att det ursprungliga ljuset inte längre ligger i det synliga spektrumet (400 nm-700 nm) (Ryden 2017). Dessutom är ljuset från dessa galaxer extremt svagt eftersom deras ljus sprids ut över enorma avstånd. För att ändå kunna observera dem används bland annat ett fenomen som kallas för gravitationslinsning, vilket gör det möjligt att upptäcka galaxer som annars hade varit för svaga för att kunna detekteras.

2.5 Gravitationslinsning

Gravitationslinsning uppstår när ett massivt objekt som till exempel en galax böjer ljuset från en ljuskälla (Wambsganss 1998). När en ljuskälla utsätts för linsning förstoras ljuset vilket kan vara användbart för observationer, men samtidigt förvrängs ljuset. På grund av detta ser inte ljuskällan längre ut som den ska för en observatör. Bilden av källan som observatören ser och en bild av källan som den hade sett ut utan linsen är alltså inte likadana. Om ljuskällan, linsen och observatören är i en perfekt rak linje med varandra kommer ljuskällan att se ut som en ring, kallad Einstein-ring, runt linsen. Däremot om de inte är i en rak linje med varandra kommer ljuskällan uppträda som flera icke sammansatta bågsegment. Figur 2.4 illustrerar hur ljuset från en källa böjs runt en linsgalax.



Figur 2.4: Figuren visar hur en ljuskälla, här kallad "background galaxy", utsätts för gravitationslinsning av en annan galax som här benämns som "foreground galaxy". Ljuskällans ljus böjs runt linsen för att sedan ta sig till observatören. Observatörens bild av ljuskällan, här kallad "lensed image seen of background galaxy", blir en ring runt linsen (Calçada & Hezaveh 2013)

2.5.1 Antaganden för gravitationslinser

Matematiken som används för att beskriva gravitationslinser grundar sig i Einsteins generella relativitetsteori. Ett grundläggande antagande för att göra arbetet med gravitationslinser möjligt i praktiken är att använda sig av det som kallas för tunn lins approximationen (Wambsganss 1998). Med denna approximation kan man anta att all böjning av ljuset endast sker i linsplanet vilket gör beräkningarna simplare. Approximationen kan göras på grund av de skalor man jobbar med inom astronomin. Storlekarna på galaxer är flertalet storleksordningar mindre än distanserna mellan dem vilket gör att linsgalaxen kan approximeras som en tunn lins.

Ett annat viktigt antagande är att Friedmann-Lemaitre-Robertson-Walker metriken kan beskriva rumtiden korrekt (Wambsganss 1998). Metriken beskrivs av

$$ds^2 = \left(1 + \frac{2\Phi}{c^2}\right)c^2 dt^2 - a^2(t)\left(1 - \frac{2\Phi}{c^2}\right)(dx^2 + dy^2 + dz^2) \quad (2.6)$$

där ds^2 är det invarianta rumtidsintervallet, c är ljusets hastighet, Φ är den gravitationella potentialen, $a(t)$ är den dimensionslösa skalafaktorn, dt är tiden och dx, dy, dz är rumskoordinaterna. Om vi använder naturliga enheter, alltså $c = 1$, samt att vi byter till konform tid enligt

$$t = \int_0^\tau \frac{dt'}{a(t')} \quad (2.7)$$

(Tong 2019) kan vi istället skriva metriken som

$$ds^2 = (1 + 2\Phi)dt^2 - (1 - 2\Phi)(dx^2 + dy^2 + dz^2). \quad (2.8)$$

Den gravitationella potentialen Φ fås ur Poissons ekvationen

$$\nabla^2 \Phi = 4\pi G\rho \quad (2.9)$$

där ρ är densiteten hos linsen och G är gravitationskonstanten. För att bestämma hur ljuset färdas i en krökt rumtid använder man sig av den geodetiska ekvationen

$$\frac{d^2 x^\mu}{d\lambda^2} + \Gamma_{\rho\sigma}^\mu \frac{dx^\rho}{d\lambda} \frac{dx^\sigma}{d\lambda} = 0 \quad (2.10)$$

där x är rumtidskoordinater, μ, ρ, σ är summerings index, λ är egentiden och Γ är Christoffel symbolen som beskriver hur rumtiden är krökt (Mörtsell 2017). Genom att lösa ekvation 2.10 för en foton med antagandet att böjningen är liten kan en ekvation för böjningen hos ljuset tas fram som

$$\hat{\alpha} = 2 \int \nabla \Phi ds. \quad (2.11)$$

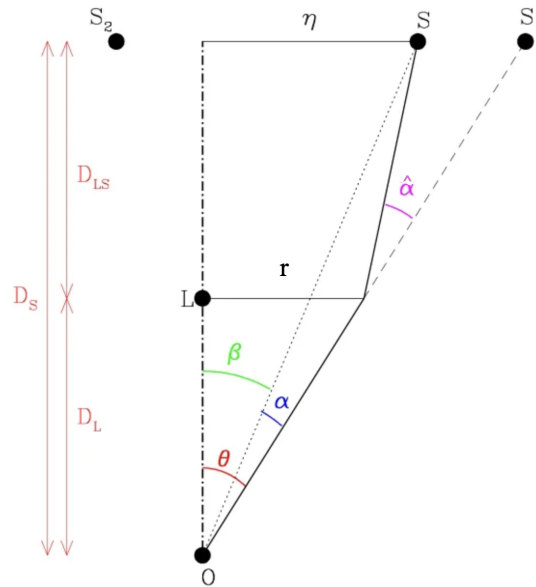
där $\hat{\alpha}$ är ljusets böjningsvinkel. Ekvation 2.11 kan sedan användas med ekvation 2.9 för att beräkna böjningen hos ljuset (Wambsganss 1998). En geometrisk bild över hur ljuset böjs runt en punktmassa visas i figur 2.5.

2.5.2 Linsekvation för punktmassa

För ett scenario där en punktmassa studeras som lins är det endast linsen, observatören och källan som är betydelsefulla (Wambsganss 1998). Ljuset från källan kommer böja sig runt linsen och färdas mot observatören. Den infallande vinkeln ljuset har mot observatören kommer bestämma vart observatören ser ljuset. Observatören kommer dessutom alltid att åtminstone kunna se två bilder av källan men kan även se fler. Genom användning av ekvation 2.11 kan böjningsvinkeln för en punktmassa beräknas till

$$\hat{\alpha} = 4GM \cdot \frac{1}{r} \quad (2.12)$$

där r är det kortaste avståndet mellan ljuset och linsens masscentrum och M är linsens massa.



Figur 2.5: Modellbild för gravitationslins runt en punktmassa. O och S visar vart observatören respektive källan befinner sig, L där linsen befinner sig, S_1 visar vart bilden av källan är, $\hat{\alpha}$ är böjningen hos ljuset, α är den reducerade vinkeln, β är den verkliga vinkeln till källan och θ är vinkeln till bilden av källan (Wambsganss 1998).

Genom att definiera upp avstånden mellan källa och lins som D_{ls} , lins och observatör D_l , observatör till källan D_s samt att vi behandlar fall med små vinklar kan vi få relationen

$$\theta D_s = \beta D_s + \hat{\alpha} D_{ls} \quad (2.13)$$

och

$$r = D_l \theta \quad (2.14)$$

där β är den verkliga vinkeln till källan och θ är vinkeln till bilden av källan (Wambsganss 1998). Vi kan nu definiera upp det som kallas för den reducerade böjningsvinkeln

$$\alpha(\theta) = \frac{D_{ls}\hat{\alpha}}{D_s}. \quad (2.15)$$

Därefter kan vi genom att använda ekvationer 2.12, 2.13, 2.14, 2.15 få fram vinkeln till källan som

$$\beta(\theta) = \theta - \frac{D_{ls}}{D_l D_s} \frac{4GM}{\theta}. \quad (2.16)$$

För specialfall där källan, linsen och observatören alla ligger på samma linje, alltså då $\beta(\theta) = 0$ kan vi ta fram Einstein-radien

$$\theta_E = \sqrt{\frac{4GM D_{ls}}{D_l D_s}}. \quad (2.17)$$

Einstein-radien är viktig då den bestämmer vid vilka skalor vi jobbar med (Wambsganss 1998). En annan viktig egenskap med Einstein-radien är att om vi har fallet $\beta > \theta_E$ får vi en svagt linsad källa med en förvrängd bild, medan om $\beta < \theta_E$ får vi en starkt linsad källa med flera bilder.

2.5.3 Modell för en enkel isoterm sfär

Modellen för en enkel isoterm sfär beskriver ett system som är sfäriskt symmetriskt samt att hastighetsspridningen σ_v antas vara konstant (Wambsganss 1998). Modellen är användbar då den beskriver massfördelningen på ett simpelt sätt men ändå mer komplext än för en punktkälla.

Den tredimensionella densitetsfördelningen hos linsgalaxen beskrivs av

$$\rho(r) = \frac{\sigma_v^2}{2\pi G r^2} \quad (2.18)$$

där $\rho(r)$ är densitetsfördelningen och r är galaxens radie (Wambsganss 1998). Genom att projicera densitetsfördelningen på ett plan fås en cirkulär symmetrisk ytdensitetsfördelningen som sedan kan användas för att hitta massan. Detta kan göras på grund av tunna lins approximationen. Massan kan sedan användas i ekvation 2.12 för att erhålla böjningsvinkeln

$$\hat{\alpha} = 4\pi \frac{\sigma_v^2}{c^2}. \quad (2.19)$$

2.5.4 Modell för en enkel isoterm ellipsoid

En mer komplex galaxmodell är att generalisera en enkla isoterm sfär till en modell som behandlar ellipsoider istället för sfärer (Wambsganss 1998). Att byta från en sfärisk till ellipsoid modell är användbart då de allra flesta galaxer inte är sfärer utan ellipsoider. För att modellera en ellipsoid definierar man axel ration q och utifrån denna kan man få ellipsradien enligt

$$\xi = \sqrt{x^2 + \frac{y^2}{q^2}} \quad (2.20)$$

där ξ är ellipsradien medan x och y är koordinater längs halvaxlarna (Nightingale et al. 2018). Förutom ellipsradien behövs dessutom densitetsprofilen för en ellipsoid som beskrivs av

$$\rho \propto \frac{1}{\xi^2}. \quad (2.21)$$

nu kan vi använda ekvationerna 2.20 och 2.21 för att få en yt-densitetsfördelningen enligt

$$\kappa = \frac{1}{3} \frac{\theta_E}{\xi} \quad (2.22)$$

där κ beskriver yt-densitetsfördelningen (Nightingale et al. 2018). För att nu få böjningen hos ljuset kan vi använda ekvation 2.11 och 2.22 för att få

$$\hat{\alpha} = \frac{1}{\pi} \int \frac{x - x'}{|x - x'|^2} \kappa(x') dx' \quad (2.23)$$

där x är bildplanets koordinater för ljusstrålen och x' är koordinaten för ett masselement.

2.6 Interferometri

Interferometri är en teknik där man undersöker hur koherenta vågor från ett observerat objekt t.ex en galax samverkar och bildar interferensmönster (ESO 2026). Genom att studera dessa mönster kan man få fram detaljerad information om det observerade objektets struktur.

Inom astronomin tillämpas metoden genom att två eller flera teleskop sammankopplas och observera samma objekt samtidigt (Wilson et al. 2013). När deras insamlade signaler kombineras kan man skapa en tydligare bild än vad som vore möjligt med ett enda teleskop (MacGregor 2017). Detta beror på att teleskopets upplösningsförmåga bestäms av både strålningens våglängd och teleskopets diameter (Thompson et al. 2017). En större diameter ger en bättre möjlighet att urskilja små detaljer som framgår av 2.24:

$$\theta = \frac{\lambda}{D} \Rightarrow \frac{\lambda}{B} \quad (2.24)$$

där θ betecknar vinkelupplösningen, λ den observerade strålningens våglängd, D teleskopets diameter och B avståndet mellan teleskopen. När flera teleskop används tillsammans ersätts diametern D i praktiken av avståndet B mellan teleskopen vilket gör att upplösningen inte längre är beroende av diametern hos ett enskilt teleskop.

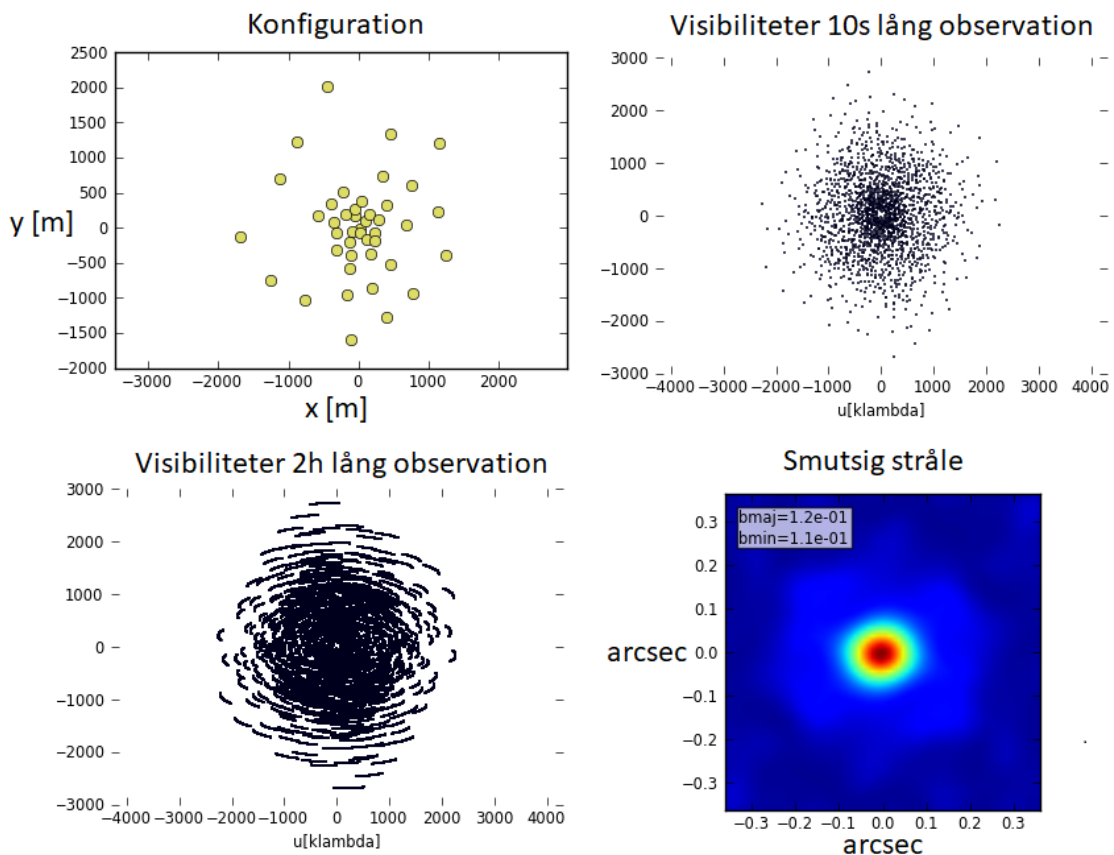
En radiostråle (*radio beam*) beskriver teleskopets upplösning och kan uttryckas som en rymdvinkel Ω . Hur stor radiostrålen är beror främst på teleskopets storlek och vilken frekvens som observeras. Desto större teleskop desto mindre blir radiostrålen och därmed leder det till en bättre upplösning. Till exempel kan ALMA när dess längsta baslinje används ha en relativt liten radiostråle på $0,012''$. James Clerk Maxwell Telescope (JMCT) som har en spegeldiameter på 15 m har däremot en upplösning på $15''$, där en grad motsvarar $3600''$ (Holland et al. 1999). Detta är viktigt

eftersom Nyquist-Shannons samplingsteorem [2.25] anger hur man bör välja pixelstorlek i en bild utifrån teleskopets radiostråle. Nyquist-Shannons samplingsteorem är som följande

$$f_s \geq 2 \cdot f_{\max} = 2 \cdot B \quad (2.25)$$

där f_s är samplingsfrekvensen, B bandbredden och f_{\max} signalens högsta frekvens (Reynolds 2023). Kortfattat säger satsen att för att korrekt återskapa en signal måste man sampla med en frekvens som är minst dubbelt så stor som signalens bandbredd B . Annars riskerar mätningen att visa en lägre frekvens än vad signalen egentligen har i radioobservationer. För att få en så tydlig bild som möjligt ska radiostrålen täckas av minst 2 pixlar längs dess minsta axel (Higgins et al. 2021).

Varje konfiguration av teleskop skapar en unik kombination av baslinjer. För n teleskop fås $n \cdot (n - 1)/2$ baslinjer Thompson et al. (2017). I figur 2.6 kan konfiguration 7 för ALMA visualiseras. För varje baslinje kommer teleskopen mäta upp en korskorrelerad signal som representeras av ett komplext tal kallat en "visibilitet" (*visibility*). Visibiliteterna som komplexa tal har därför en amplitud och fas. De existerar i (spatiella) frekvens- eller fourierdomänen och är plottade med u och v som koordinataxlar därför benämns frekvensdomänen ofta som u - v planet. Motsatsen till frekvensdomänen är tidsdomänen. Varje visibilitet kommer även med dess komplexa konjugat i u - v planet, detta framgår tydligt av spegelsymmetrin genom origo i figur 2.6 uppe höger och nere vänster. Visibiliteterna täcker en diskret mängd punkter i u - v planet och innebär att inte alla spatiella frekvenser mäts upp. Genom att observera en ljuskälla under en längre period nyttjas jordens rotation för att öka antalet visibiliteter och därmed täckning av u - v planet. Plotten i andra raden till vänster i figur 2.6 visar hur u - v täckningen ökar om man observerar över en längre tid jämfört en kortare tid som visas uppe till höger. Genom att fouriertransformera u - v täckningen kan man producera den "smutsiga strålen" (*dirty beam*), en punktspridningsfunktion (*point spread function*, PSF) som visas nere till höger i figur 2.6. Den smutsiga strålen kommer innehålla sidolober. Alltså lokala max och minimum iväg från centrum. Dessa är oönskade artefakter och skapar ett sorts interferometriskt brus som måste minimeras, för detta används CLEAN-algoritmen, som är diskuterat i avsnitt 3.2. Det är värt att notera att olika långa observationer ger olika smutsiga strålar medan bara en är visad i figur 2.6. Detta är då ALMAs smutsiga stråle är så pass "bra" ingen märkbar visuell skillnad framstår för denna konfiguration och dessa observationstider. Den smutsiga strålen faltas med himlens ljusintensitet och skapar den "smutsiga bilden" (*dirty image*).



Figur 2.6: På första raden till vänster visar figuren ALMA konfiguration 7. Denna konfiguration ger upphov till u - v täckningen som går att se till höger och under den. Den högra u - v täckningen är en 10s lång observation och den på andra raden till vänster är en två timmar lång observation. Dessa u - v täckningar ger upphov till den smutsiga strålen plottad nere till höger i figur. Egentligen ger de olika u - v täckningarna upphov till varsin smutsiga stråle men i detta fall är de tillsynens oskiljbara. Därav har endast en plottats för visualisering.

Valet av konfiguration spelar därför stor roll för vad som kan mätas upp. En utspridd konfiguration av teleskopen ger som tidigare diskuterat (2.24) upphov till högre vinkelupplösningen då större baslinjer mäter höga frekvenser i u - v planet. Detta är fördelaktigt när de objekt som observeras är små till förhållande till strålen. Men eftersom större objekt representeras av låga frekvenser riskerar man att missa större strukturer. Detta kallas för att man "resolverar ut" objekt eller strukturer. Avsaknaden av observationer vid höga eller låga frekvenserna agerar i praktiken som låg- respektive högpas filter. Figur 2.7 illustrerar effekterna av ett inkomplett fourierplan vid återskapande av bilden i tidsdomänen¹. Högst upp i figur 2.7 visas en bild på en hund och dess Fouriertransform. Hunden har partier med flera små detaljer och skarpa kanter som fläckarna, skuggan på tungan eller kontrasten mellan hunden och gräset. Bilden innehåller även större homogena delar som den enfärgade delen av päls. På andra och tredje raden till höger i figur 2.7 visas fouriertransformen av

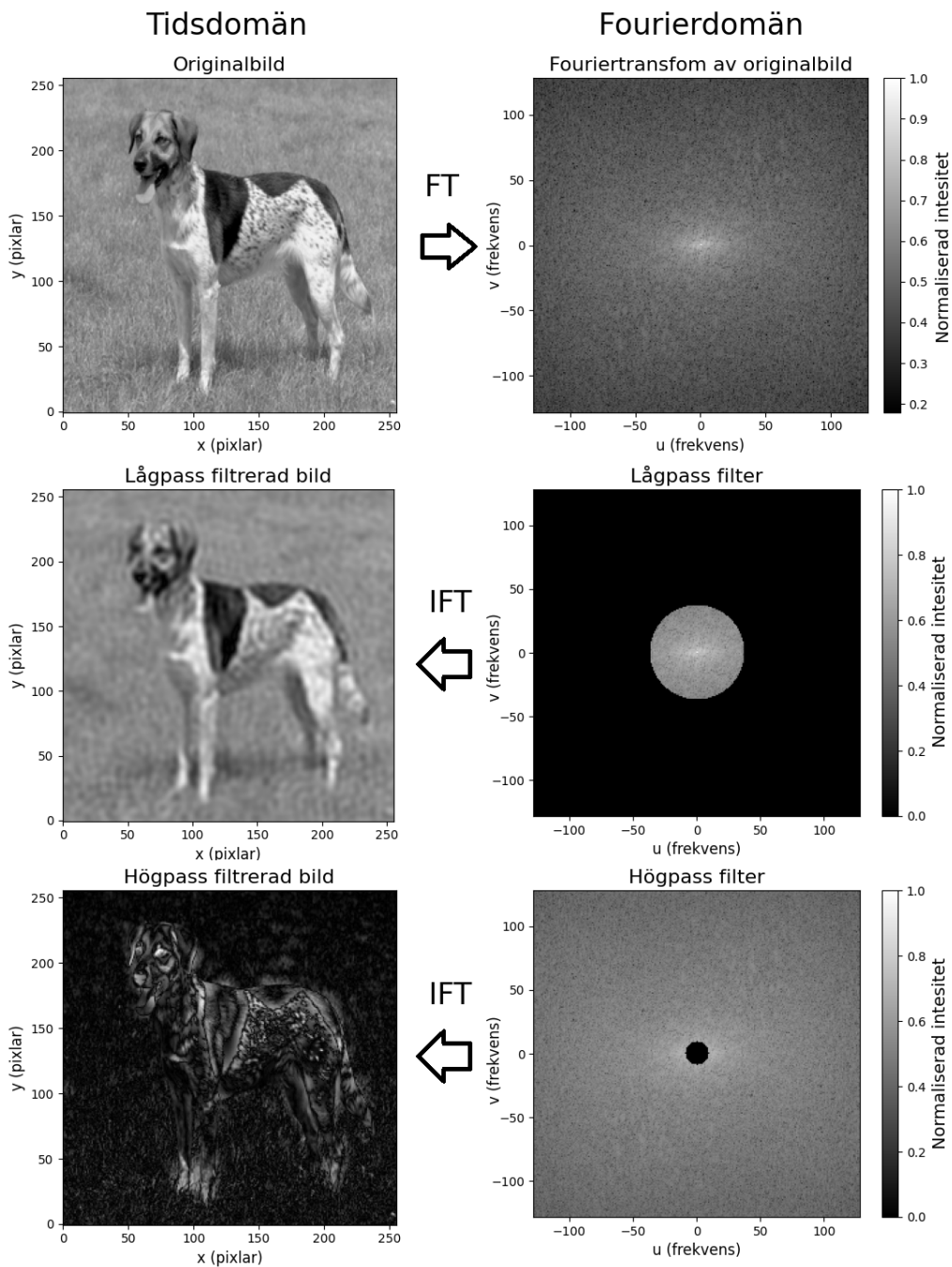
¹Det går att läsa mer ingående om fourieranalys för bilder på denna sida: https://visionbook.mit.edu/image_processing_fourier.html

hunden med ett låg- respektive högpasfilter applicerat. Detta resulterar i bilderna direkt till vänster om motsvarande filter. Effekterna av filtren är tydliga. Lågpasfiltret resulterar i en förlust av detaljer men lämnar större strukturer opåverkade, hunden förlorar sina fläckar, grässtrån försvinner och hundens kontur blir suddig. Motsatsen är sann för högpasfiltret där det enda som i stort finns kvar just kontrasterna. Liknande effekter av upplevd ”suddighet” eller förlust av större strukturer uppkommer vid radio interferometri på grund av den ofullständiga $u-v$ täckningen.

2.6.1 ALMA

Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA) är ett radioteleskop placerat i Atacamaöknerna i norra Chile (ALMA Observatory 2021). Teleskopet består av antenner som är uppdelade i två arrayer. Teleskopets största array består av femtio antenner, alla med en radie på sex meter. Den andra arrayen består av fyra antenner med sex meter radie samt tolv antenner med tre och en halv meter radie. Alla antenner i teleskopet tar upp signaler i våglängdspannet mellan 0,32 mm och 3,6 mm. Genom användning av dessa antenner observerar ALMA astronomiska objekt med hjälp av interferometri. En fördel med teleskopet är att dessa antennarrayer kan anta konfigurationer med olika distanser mellan teleskopen och fungera som en enda stor antenn med varierbar diameter. Detta innebär att enligt ekvation 2.24 kan vi med hjälp av ALMA observera galaxer med flera olika vinkelupplösningar.

När astronomiska observationer görs vid våglängderna som ALMA behandlar orsakar atmosfären problem (ALMA Observatory u.å.). Problemen är att atmosfären absorberar delar av signalerna från astronomiska objekt vilket gör dem svårare att detektera samt att atmosfären själv sänder ut värmestrålning vilket medför brus. En stor orsak till dessa problem är vattenångan i atmosfären. Den orsakar även fasfel i signalen då den ej är helt homogent fördelad i atmosfären vilket gör att signalens väg genom atmosfären varierar. Det är därför viktigt att notera hur mycket vatten som finns i atmosfären när observationer görs. Man kan mäta vattenmängden i atmosfären med Precipitable water vapor (PWV) vilket är den integrerade mängden vatten i en kolumn av atmosfären från jordens yta till toppen av atmosfären, (Kelsey et al. 2022). Där ALMA är placerad i Atacamaöknerna ligger PWV-värdet under 0,5 mm 25 % av tiden mellan månaderna maj och september vilket gör det till en exceptionellt bra plats att göra observationer på (ALMA Observatory u.å.).



Figur 2.7: Figuren visar tidsdomänen till vänster och fourierdomänen till höger. Pilarna indikerar transformens riktning; pilar till höger är fouriertransform (FT) och pilar till vänster är invers fouriertransform (IFT). Den övre bilden till vänster är originalbilden. Direkt till höger om denna visas fouriertransformen av originalbilden. Bilden visar det logariterade absolutbeloppet av amplituderna i fouriertransformen. Dessa amplituder är dessutom normaliserade för enklare visualisering. Den mellersta och lägst bilderna till höger i bild visar ett låg- respektive högpas filter i frekvensdomänen applicerat på fouriertransformen. Bilderna på samma rader men i tidsdomänen visar effekterna i tidsdomänen då delar av fouriertransformen filtrerats bort.

3

Metod

För att undersöka hur väl en linsmodelleringskod rekonstruerar ljusfördelningen och morfologin hos de linsade galaxerna genomförs flera simuleringar med olika indata. Innan den fulla simuleringen påbörjas, görs mindre simuleringar med en trunkeerad version av den fulla koden och med CASA i syfte till att erhålla erfarenhet och förståelse för parametrarnas betydelse och påverkan. Den trunkeerade koden är identisk till den fulla koden men hanterar bara en frekvenskanal. Det finns därför ingen hastighetsupplösning i detta fall och det går inte att skapa moment 1 kartor. Simuleringskoden som används i detta arbete är upplagd i form av en pipeline som hämtar parametrar från en YAML¹ konfigurationsfil. Endast de parametrar som förekommer i filen ändras mellan olika simuleringar.

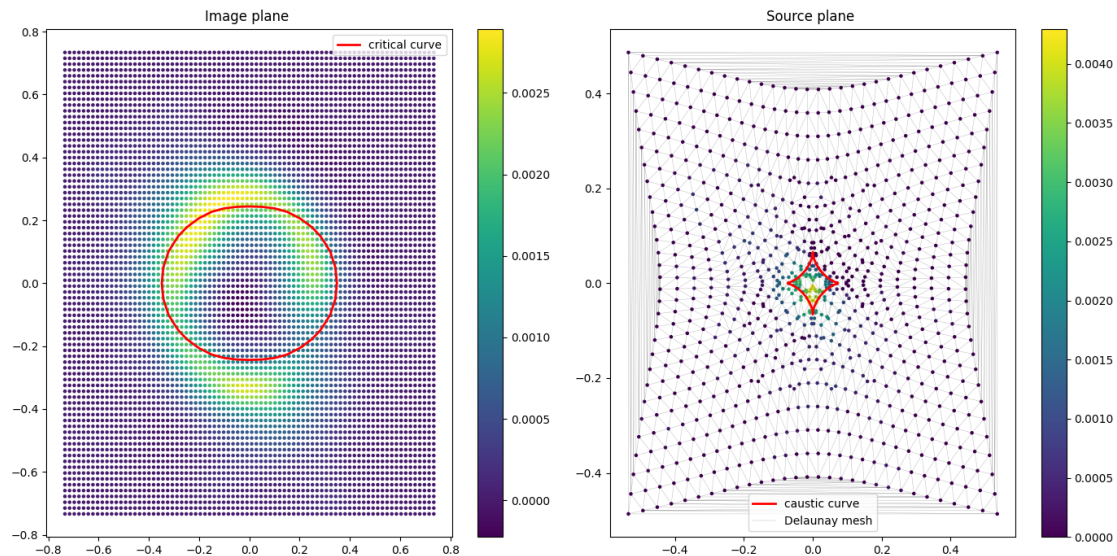
3.1 PyAutoLens

PyAutoLens är en mjukvara som används för att simulera linsning av galaxer och är huvudverktyget i pipeline. Mjukvaran är skriven i python och källkoden är offentlig. Detta gör det tydligt hur verktyget fungerar och underlättar samtidigt implementering i pipeline. PyAutoLens är byggt för att hantera både interferometriska data eller direkta bilder (*direct imaging*) (Nightingale et al. 2021). I pipeline modellerar PyAutoLens linsen på interferometriska bilder skapade av CASA istället för $u-v$ visibiliteterna. Detta är motiverat av att det nästan inte finns någon skillnad i resultat mellan de två metoderna medan tiden det tar för koden att köra ökar då linsmodelleringen sker på $u-v$ visibiliteterna (Dye et al. 2018). En fördel med att använda PyAutoLens är att den utför en pixlariserad rekonstruktion av källplanet. Detta låter koden fånga upp oregelbundenheter i galaxens morfologi. Ifall en parametrisk modell hade tillämpats hade antaganden om galaxens morfologi behövt göras.

PyAutoLens fungerar genom att skapa ett 2D rutnät där den gravitationslinsade galaxen plottas (Nightingale et al. 2018). För att konstruera den linsade galaxen utifrån bilden av den olinsade galaxen skapas en ljusprofil och en massprofil genom att använda funktioner som representerar galaxens ljus- respektive massdistributioner. För att beräkna hur galaxen linsas används massprofilen för galaxen som utför linsningen. Utifrån massprofilen kan vinkeln den linsade galaxens ljus böjs beräknas och sedan plottas. Det viktigaste objektet i PyAutoLens är det som kallas för "Tracer" vilket är en samling av galaxer vid olika rödförskjutningar som används för att göra strålsparning (ray tracing). Detta kan ses som steg i hur ljusprofilen förändras medan

¹YAML filer är textfiler som innehåller data strukturerat på ett läsbart sätt för både människor och programmeringsspråk som python.

ljusets böjs. Slutligen återfås en linsad bild av galaxen. För att återskapakällplanet delar PyAutoLens in den linsade bilden i ett meshnätet med så många punkter som bestäms av användaren. Mängden punkter längs en axel refereras härifrån som meshnätets storlek eller värde på parametern i koden. Punkterna är sedan strålsprårade åt andra hållet för att återfå källplanet. I figur 3.1 kan ett exempel meshnät på 50×50 punkter visualiseras. Det är värt att notera att PyAutoLens rekonstruktion inte kan hantera ljusintensiteter med korrekta enheter. Därför väljs det att ignorera dessa fullständigt och normalisera intensiteterna.



Figur 3.1: Figuren visar meshnätet plottat den linsade galaxen till vänster och det återskapade källplanet till höger

3.2 CASA

Common Astronomy Software Applications (CASA; <https://casa.nrao.edu>) är en mjukvara som utvecklades för att behandla data från ALMA teleskopet även om det fungerar för flera interferometri teleskop, bland andra Karl G. Jansky Very Large Array (VLA) (CASA Team et al. 2022). CASA är designat för Unix plattformar som Linux och macOS, mjukvaran används oftast i samband med python vilket låter den integreras direkt i pipelinen (CASA Team et al. 2022). CASA består av funktioner så kallade "tasks" som alla har olika syften, pipelinen använder två av dessa tasks, `simobserve` och `tclean` (CASA Team et al. 2022). `Simobserve` simulerar en verklig observation och inför därför interferometriskt brus samt realistiska mätstörningar. Observations parametrarna för denna funktion är exempelvis hur mycket vatten det finns i atmosfären (pwv) och när och var på himlen observationen utförs. Det viktigaste `simobserve` gör är att införa den realistiska sampling av $u-v$ planet som bestäms av konfigurationen av teleskopen och observationstiden (ALMA Observatory 2026). Den smutsiga strålen från avsnittet om interferometri innehåller stora sidolobber som ger upphov till "artefakter" eller "spökkällor", alltså illusioner av ljuskällor som egentligen inte finns. För att förtrycka effekterna av

dessa sidolober används `tclean`. `tclean` utför en avfaltung eller dekonvolution av observationen genom CLEAN algoritmen (Högbom 1974). CLEAN algoritmen tar bort effekterna av en ofullständig u - v sampling så endast riktig struktur och brus finns kvar. Detta görs genom att iterativt välja ut den ljusaste punkten i bild. Falta den smutsiga strålen med en punktkälla i punktens position och subtrahera resultatet från bilden. Detta tar bort effekten från den källan inklusive de sidoloberna ger upphov till. Detta utförs på residualen tills hela bilden har samma nivå som bruset. De ljusaste punkterna har sparats och utgör då källorna i bilden. ²

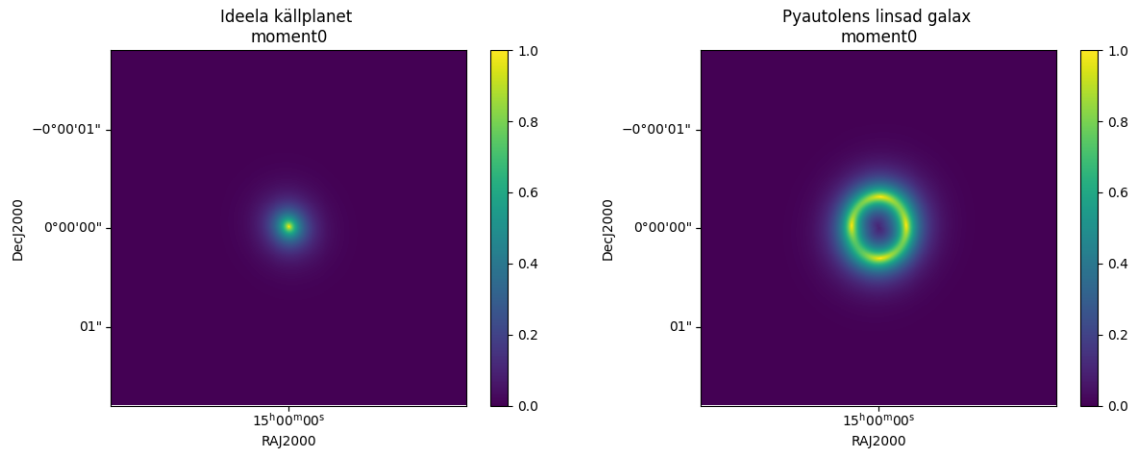
3.3 Simuleringskod

Simuleringskoden är upplagd som en pipeline där en huvudkod kör igenom alla steg och hämtar funktioner från andra kodfiler. Detta gör koden väldigt autonom och lättanvänd. Pipelinen börjar med att importera olika bibliotek som ska användas i koden, till exempel de som ska användas för simulering av ALMA observationerna (CASA) och gravitationslinsningen.

Först genererar koden n galax skivor. Skivorna är enkla galaxmodeller med en viss inklinationsvinkel, positionsvinkel, maximal rotationshastighet och hastighetsdispersion. Därefter skickas de n skivorna genom pipelinen för att modelleras. Pipelinen underlättar därmed simuleringen av en statistiskt meningsfull mängd skivor utan översikt. I figur 3.2a nedan visas ett exempel på en ljusprofil för en simulerad galax skiva, det så kallade källplanet. Därefter utför koden linsmodelleringen för att skapa den linsade galaxen. För galaxen i figur 3.2a ser dess linsning ut som i figur 3.2b.

I nästa steg ska både källplanet och den linsade galaxen simuleras som en ALMA observation. CASA tar var för sig bilderna i figur 3.2a och 3.2b som indata till `simobserve` följt av `tclean`. Vilket resulterar i figur 3.3a respektive 3.3b. Den ALMA observerade den olinsade galaxen i figur 3.3a är hur galaxen hade framstått om den observerades i himlen utan gravitationell linsning och kommer därmed agera som referensbild.

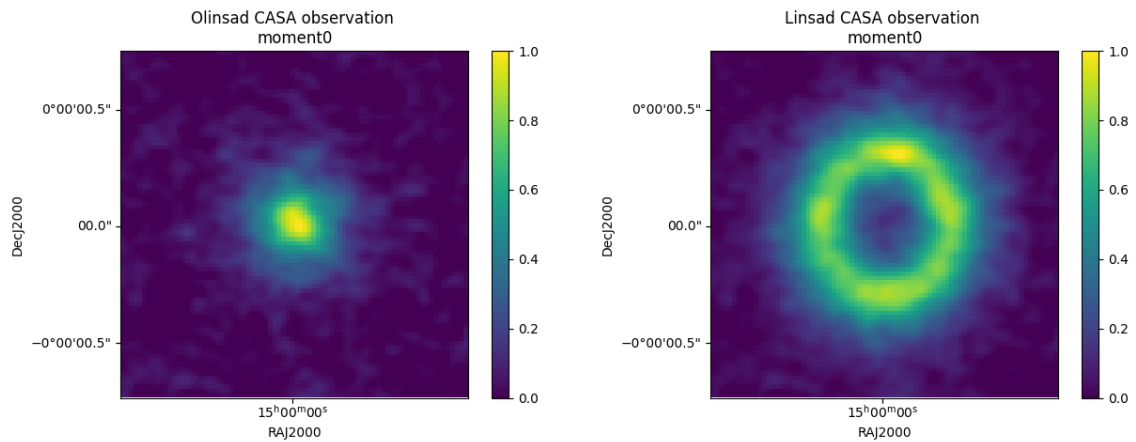
²En förtydligande video om CLEAN algoritmen går att finna på "ALMA primer" kanalen på YouTube: <https://www.youtube.com/watch?v=fF3KetPUyFE> (hämtad 2026-05-12)



(a) Figuren visar en simulerad galax skivade med normaliserad ljusfördelning. Detta är det ideella fallet utan något infört brus eller linsning.

(b) Den ideella galaxen som visades i figur 3.2a har nu linsats av PyAutoLens. Bilden visar en sorts ideell linsning av källplanet utan brus eller mätosäkerhet. Ljusintensiteten är normaliserad.

Figur 3.2: Figuren visar källplanet till vänster och det linsade källplanet till höger.

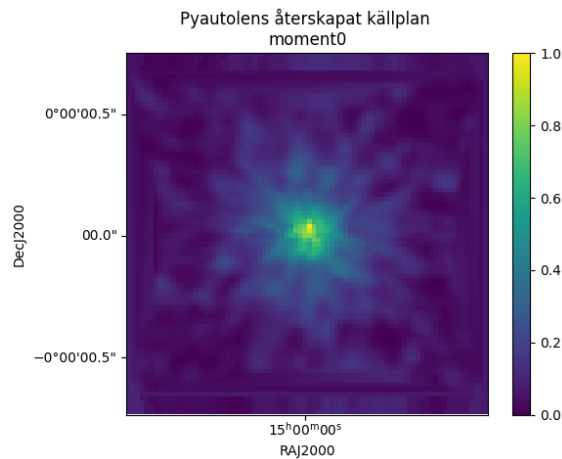


(a) Denna bild visar en ALMA observerad version av bild 3.2a med normaliserad intensitet skapad av CASA.

(b) Denna bild visar en ALMA observerad version av bild 3.2b med normaliserad intensitet skapad av CASA.

Figur 3.3: Figuren visar de simulerade ALMA observationer av bilderna i figur 3.2.

När den linsade galaxen genomgått ALMA simulation ska koden återskapa källplanet. PyAutoLens utför en strålsparning bakåt och återskapar källplanet. Bilden som skapas är resultatbilden, se figur 3.4.



Figur 3.4: Bilden visar en PyAutoLens återskapning av källplanet. Den har tagit den CASA observerade linsade galaxen som kan ses i figur 3.3b för att åstadkomma detta.

3.3.1 Parametrar

Pipelinen är anpassningsbar och har möjlighet att enkelt ändra flera parametrar. De flesta av dessa parametrar har hållits konstanta under samtliga simuleringar för isolera inverkan av de parametrar som ändrades. Bland de parametrar som hölls konstanta var rödförskjutningen z för både lins- och källgalaxen som var 0,25 respektive 5. Linsgalaxens morfologi hölls konstant, alltså dess orientering i rymden, axelförhållande och dess Einsteinradie. Centreringsen hölls även konstant i alla försök som inte direkt undersökte effekterna av en ocentrerad lins. Bildens storlek i pixlar och hastighets upplösningen kunde även bestämmas. Efter några simuleringar bestämdes det att 150×150 pixlar och 50 km/s gav ett tydligt resultat utan att använda för mycket beräkningskraft och tid. De parametrar som ändrades var observationsförhållanden och meshnätet. Observationsförhållanden menar konfiguration som användes och hur länge galaxen observerades. Även mängden vattenånga i atmosfären (PWV) ingår i observationsförhållanden men denna parameter hölls konstant 0,5 mm.

Utöver dessa parametrar spelar regulariseringskoefficienten en stor roll. Regulariseringskoefficienten bestämmer hur mycket detaljer bilderna får. En för låg regulariseringskoefficient gör att bruset tar över och en för hög att detaljer smälter samman. För att ge varje simulering en lämplig regulariseringskoefficient togs en simpel optimeringsalgoritm fram. Algoritmen jämförde ökande värden på regulariseringskoefficient inom ett fönster uppdelat i ett antal diskreta värden tills en tröskelnivå av bayesianskt ”bevis” erhållet från PyAutoLens överskreds.

3.4 Genomförande

Projektets använde sig av konfigurationsfilen och simuleringskoden för att producera bilder på en rekonstruerad galax (resultatbild) och en bild på hur galaxen hade sett ut om den inte hade linsats (referensbild). Dessa bilder var i form av moment kartor.

Målet var att utvärdera hur olika val av parametrar återskapade resultatbilden till att bli så lik referensbilden som möjligt eller till och med få en bättre upplösning. De parametrar som valdes att undersökas var antennkonfigurationen, observationstiden och storleken på meshnätet.

För att utvärdera hur valet av antenn-konfigurationen påverkade rekonstruktionen av galax-bilderna kördes simuleringar med ALMA-konfigurationerna 6, 7, 8 och 9 vilket motsvarar radiostrålar med storlekarna $0,31''$, $0,21''$, $0,096''$ respektive $0,057''$. Dessa kördes över flera olika observationstider i spannet mellan 180s och 20 000s i en förenklad version av simuleringskoden. Denna förenklade version av koden tog en input bild istället för att generera galaxskivor, detta innebar även att denna kod inte producerade någon moment 1 karta. Denna kod användes vid detta steg för att enklare utvärdera hur väl valet av antennkonfiguration bevarade både större strukturer och mindre detaljer, som till exempel spiralarmarna hos en galax, samt för att spara tid på simuleringarna.

När en antennkonfiguration hade valts skulle det undersökas hur valet av observationstid och storleken på meshnätet påverkade rekonstruktionen. För att undersöka detta kördes simuleringar med meshnäts storlekar 30, 50 och 70 för den valda konfigurationen med observationstider inom spannet 180s till 50 000s. Dessa simuleringar gjordes med den vanliga simuleringskoden som beskriven i kapitel 3.3, fem diskar producerades för varje observationstid med respektive meshnätsstorlek.

Efter att antennkonfiguration, observationstid och meshnätsstorlek hade bestämts valdes det att jämföra hur väl denna ”optimerade” konfiguration förhöll sig till vanliga observationsförhållanden. Detta gjordes genom att det även kördes simuleringar av en konfiguration som vi kallar för ”normal high z”. Denna konfiguration efterliknar de observationsparametrar som används i vanliga fall för observationer av föremål som befinner sig vid höga z -värden. Dessa observationsparametrar är antennkonfiguration 5, observationstid 3600s och en vattenmängd i atmosfären på 0,8PWV. För både den optimerade och normal high z kördes hundra diskar vardera för att se hur väl de kan rekonstruera referensbilden samt för att se hur olika parametrar på diskarna påverkade rekonstruktionen. För att ytterligare utvärdera meshnätets påverkan valdes det även att undersöka 2 olika storlekar på meshnätet för den optimerade, dessa var storlekarna 30 och 50.

För att utvärdera hur väl den optimerade konfigurationen förhöll sig till mer realistiska scenarion valdes det även att testa den på ocentrerade linser. Utöver detta undersöktes det även om modellen kunde återskapa riktig data dock med en centrerad lins. För detta projekt använde vi data från James Webb teleskopet på galaxen NGC 628 som idealiserad indata: Detta är rimligt med tanke på den höga känsligheten (och därmed den låga brusnivån) i bilderna som är tagna av James Webb teleskopet. Även om vi i praktiken adderar brus till redan brusig data genom att simulera ALMA-observationer av en observation har James Webb bilderna tillräckligt hög kvalitet för att motivera detta val. På grund av detta kunde den förenklade simuleringskoden användas för att analysera den riktiga datan. Vi valde däremot att inte utvidga analysen till verkliga ALMA-observationer av NGC 628 eftersom detta hade krävt betydande förändringar av den mer avancerade pipelinen, då denna data inte var tillräcklig för att användas som idealiserad indata.

3.5 Tolkning och analys

För att analysera hur en specifik konfiguration av inparametrar rekonstruerade galaxbilderna användes tre metoder. Den första av dessa användes i början av projektet för att bestämma vilken antenn konfiguration som var bäst lämpad. Detta gjordes genom okulär inspektion av resultat- och referensbilderna för att se vilken antennkonfiguration som gav den resultatbild som mest liknade referensbilden.

När antennkonfigurationen var bestämd övergick projektet till att använda sig av beräkningsbaserad analys. De två metoder som användes här var medel kvadrat felet (MSE) och strukturell likhetsindex (SSIM). Dessa metoder applicerades genom ett python program där referensbilden och resultatbilden öppnades i fits-format (vanligt fil format vid hantering av astronomisk data) och analyserades med MSE och SSIM. För fall där flera galaxskivor producerats för samma parameter fil beräknades även medelvärde och standardavvikelse för respektive metod. Utöver detta jämfördes även MSE och SSIM värdena med olika galaxparametrar för den linsade galaxen. Dessa var max hastigheten delat med hastighetsspridningen $\left(\frac{V_{\max}}{\sigma_v}\right)$, inklinationsvinkeln och positionsvinkeln. Detta för undersöka hur dessa galaxparametrar påverkar modellens förmåga att rekonstruera galaxbilderna.

3.5.1 MSE

MSE är en matematisk modell som beskriver skillnaderna i varje individuell pixel mellan två bilder och adderar felen över varje pixel (Wang et al. 2004). MSE beskrivs av ekvation 3.1

$$L_{MSE} = \frac{1}{N_i N_j} \sum_{ij}^{N_i N_j} (P_{ij} - \hat{P}_{ij})^2 \quad (3.1)$$

där N_i och N_j är bildernas bredd respektive höjd, P och \hat{P} är pixlar hos den återskapade respektive referensbilden. För analys med MSE innebar ett lägre värde att rekonstruktion är mer lik referensbilden.

3.5.2 SSIM

Idén bakom SSIM är att ha en modell som liknar den mänskliga perceptionen (Wang et al. 2004). För att åstadkomma detta baseras modellen på hur människor extraherar strukturell information istället för felet hos individuella pixlar. Bilderna separeras i tre områden: luminans, kontraster och strukturer, sedan jämförs det hur dessa områden skiljer sig mellan bilderna och sist läggs alla tre ihop till ett värde. Då luminans och kontraster kan skilja sig mycket över en bild delar SSIM in bilden i mindre lokala delar och beräknar ett värde över dessa, sedan medelvärderas alla lokala SSIM för att få ett globalt värde.

Det finns tre villkor som SSIM modellen måste hålla sig till (Wang et al. 2004). Det första av dessa är att den ska vara symmetrisk, alltså oberoende av vilken bild som väljs till referensbild mellan två bilder ska resultatet vara samma. Det andra villkoret är att värdet för jämförelsen inte får överstiga ett. Detta på grund av det

tredje villkoret som säger att modellen endast ska ge ett värde på ett om bilderna är identiska.

Enligt (Wang et al. 2004) kan vi definiera måttet på SSIM som produkten av skillnaderna hos luminansen, kontrasten och strukturen vilket ger ett resultat enligt ekvation 3.2.

$$L_{\text{SSIM}} = \frac{(2\mu_x\mu_y + C_1)(2\sigma_{xy} + C_2)}{(\mu_x^2 + \mu_y^2 + C_1)(\sigma_x^2 + \sigma_y^2 + C_2)} \quad (3.2)$$

där $\mu_{x/y}$ är medelintensiteten hos respektive bild, $\sigma_{x/y}^2$ är variansen hos bilderna och σ_{xy} är bildernas kovarians. Konstanterna C_1 och C_2 finns för att motverka division med noll, då det kan förekomma fall då nämnarna annars skulle närma sig noll. Ett SSIM värde på ett innebär att bilderna är identiska medan ett värde på negativt ett innebär att bilderna har en antikorrelation. Ett värde på 0 innebär att bilderna inte har någon korrelation.

4

Resultat

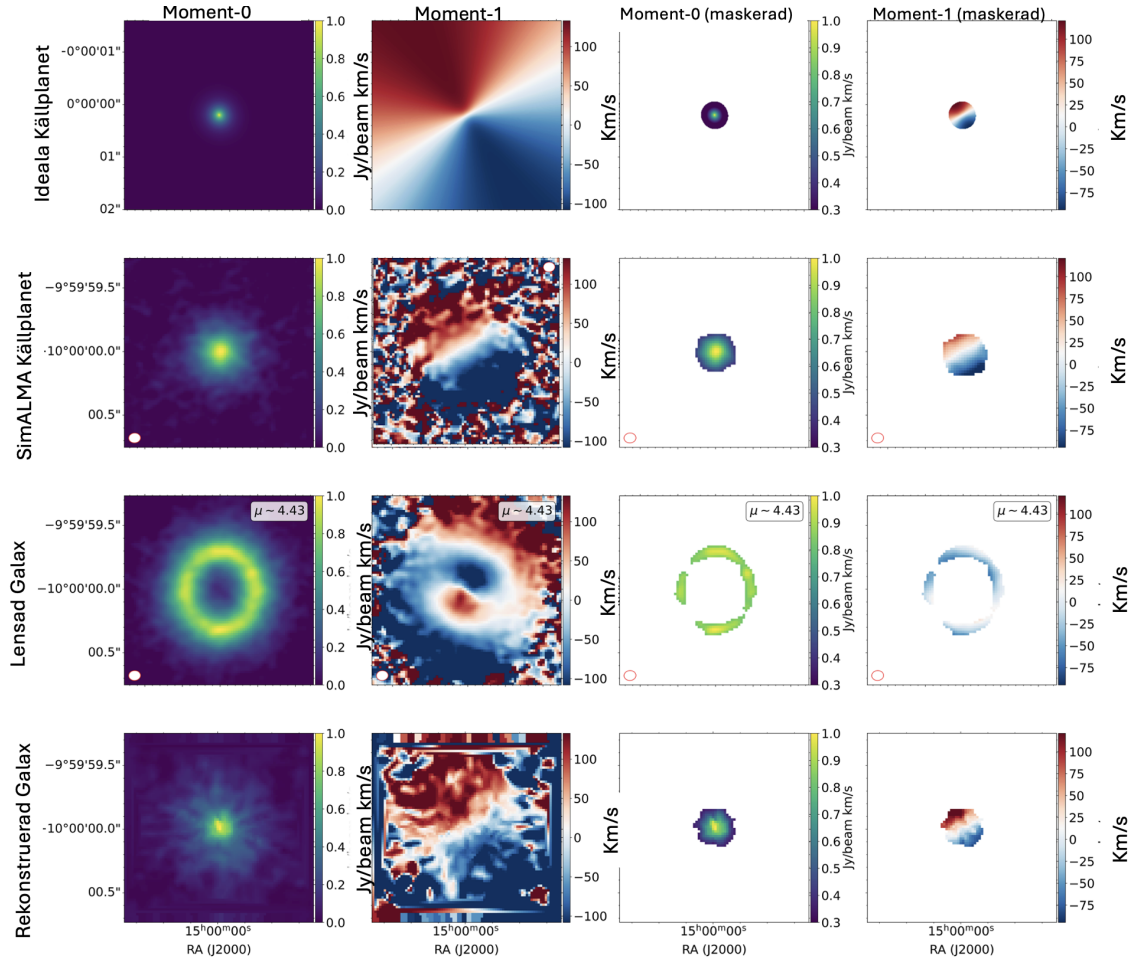
I detta kapitel presenteras resultaten från arbetets simuleringar. Totalt kördes 513 simuleringar som ligger till grunden för resultaten. Uppdelningen av simuleringarna utifrån deras syfte var 52 för att bestämma antennkonfigurationen, 120 för att undersöka observationstidens påverkan, 300 för att jämföra olika meshstorlekar och normal high z , 40 för att undersöka de ocentrerade linserna och 1 för den riktiga datan. Resultaten som producerats i simuleringarna var i form av moment 0 och 1 kartor som analyserats antingen med okulär inspektion eller med mått på MSE och SSIM.

Den uppsättning parametrar som systematiskt valts till den optimala konfigurationen är antennkonfiguration 7, observationstid 17 500 s och meshnätstorlek 50. När denna hade bestämts undersöktes det även hur olika parametrar för galaxskivorna påverkade rekonstruktionen, dessa resultat presenteras också i detta kapitel. I figur 4.1 syns de producerade moment kartorna för en disk som observerats med den optimala konfigurationen.

4.1 Antennkonfiguration

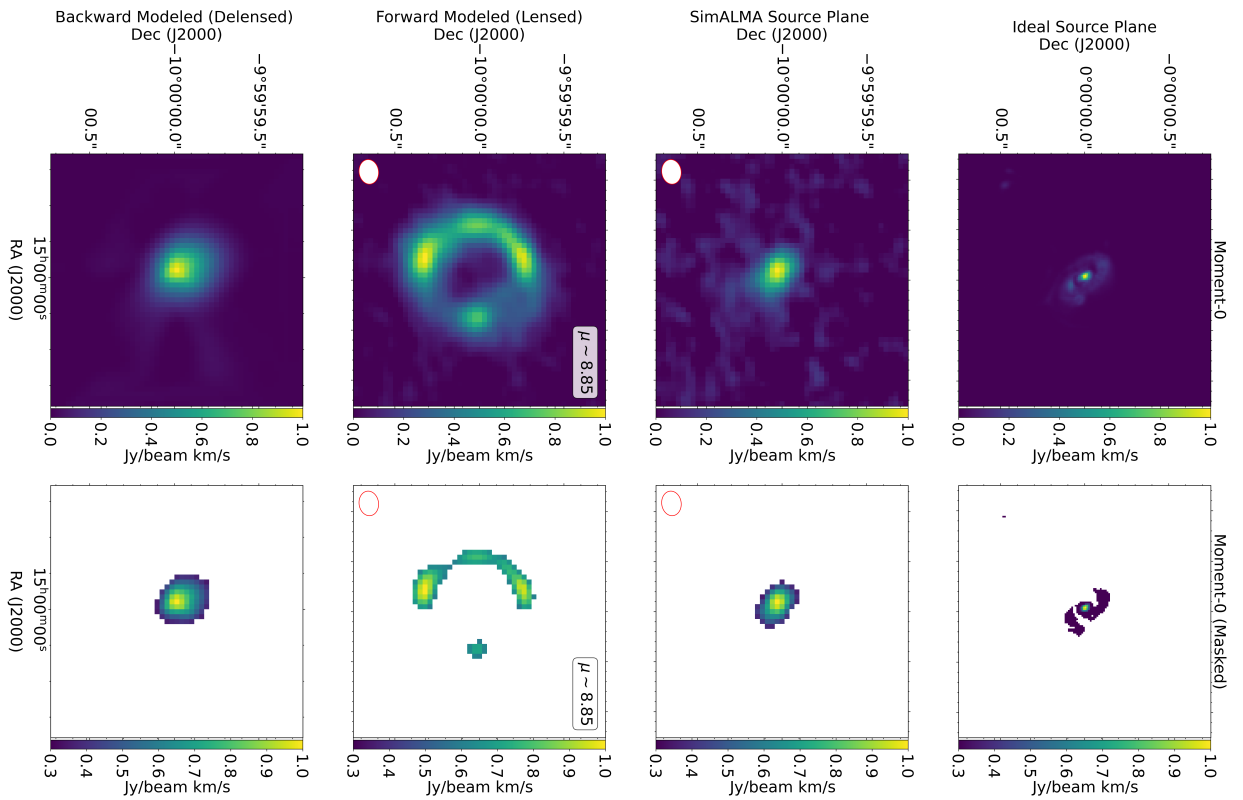
För att bestämma vilken antennkonfiguration som var bäst för att studera galaxer vid rödförskjutningen $z = 5$ kördes simuleringar för de fyra antennkonfigurationerna 6, 7, 8 och 9 över ett tidsintervall mellan 180 s till 20 000 s. Dessa simuleringar kördes med en simulerad galaxbild som ljuskälla. Utifrån resultatet av simuleringarna valdes det att gå vidare med antennkonfiguration 7. Resultaten för simuleringarna vid observationstiderna 1700 s och 17 500 s syns i figurerna 4.2, 4.3, 4.4 och 4.5 för respektive antennkonfiguration. Utöver dessa figurer gav simuleringarna fler bilder för fler observationstider som låg på det tidigare nämnda intervallet. Anledningen till att dessa inte presenteras här är då det hade varit för många för att få plats i rapporten.

4. Resultat

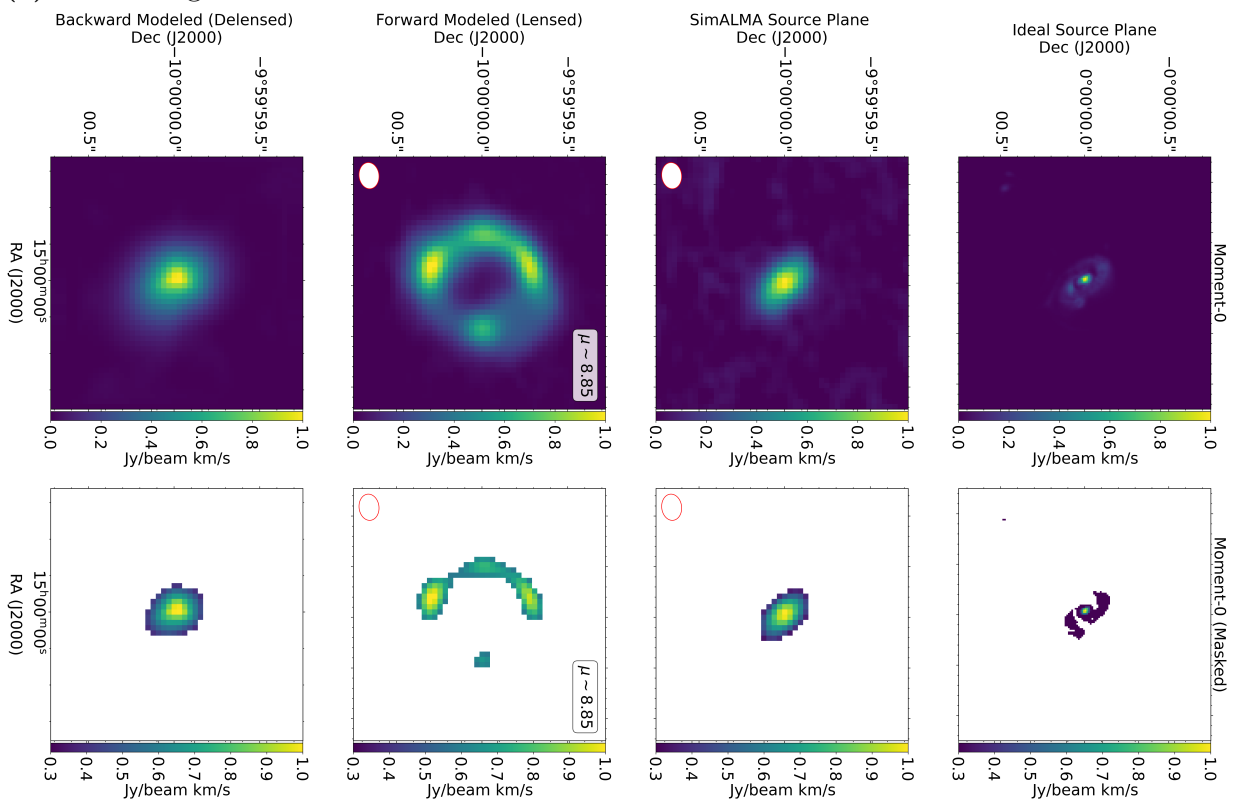


Figur 4.1: Figuren visar moment 0 och moment 1 kartorna för en simulerad galax vid de fyra viktiga stegen i simuleringsprocessen. Den översta raden visar galaxen utan att en observering har simulerats, alltså som den borde se ut. Första bilden från vänster visar moment 0 kartan, andra från vänster visar moment 1 kartan, tredje visar den maskerade moment 0 kartan och den fjärde den maskerade moment 1 kartan. Andra raden visar hur galaxen ser ut om vi observerar den med ALMA direkt. Den tredje raden visar hur galaxen ser ut när den blivit gravitationslinsad med PyAutoLens. Den fjärde raden visar hur den rekonstruerade galaxen ser ut. Cirklarna längst ner till vänster på varje bild i rad två och tre är observationens radiostråle. Intensiteterna i moment 0 kartorna är normaliserade. Galaxskivan som har simulerats här hade inklinationsvinkeln 26° , positionsvinkeln 150° , maximala rotationshastigheten 336 km/s och en hastighets spridning på 80 km/s . Analys av den maskade moment 0 kartan gav $\text{MSE} = 0,001$ och $\text{SSIM} = 0,98$. Analys av den maskade moment 1 kartan gav $\text{MSE} = 33$ och $\text{SSIM} = 0,97$

4. Resultat



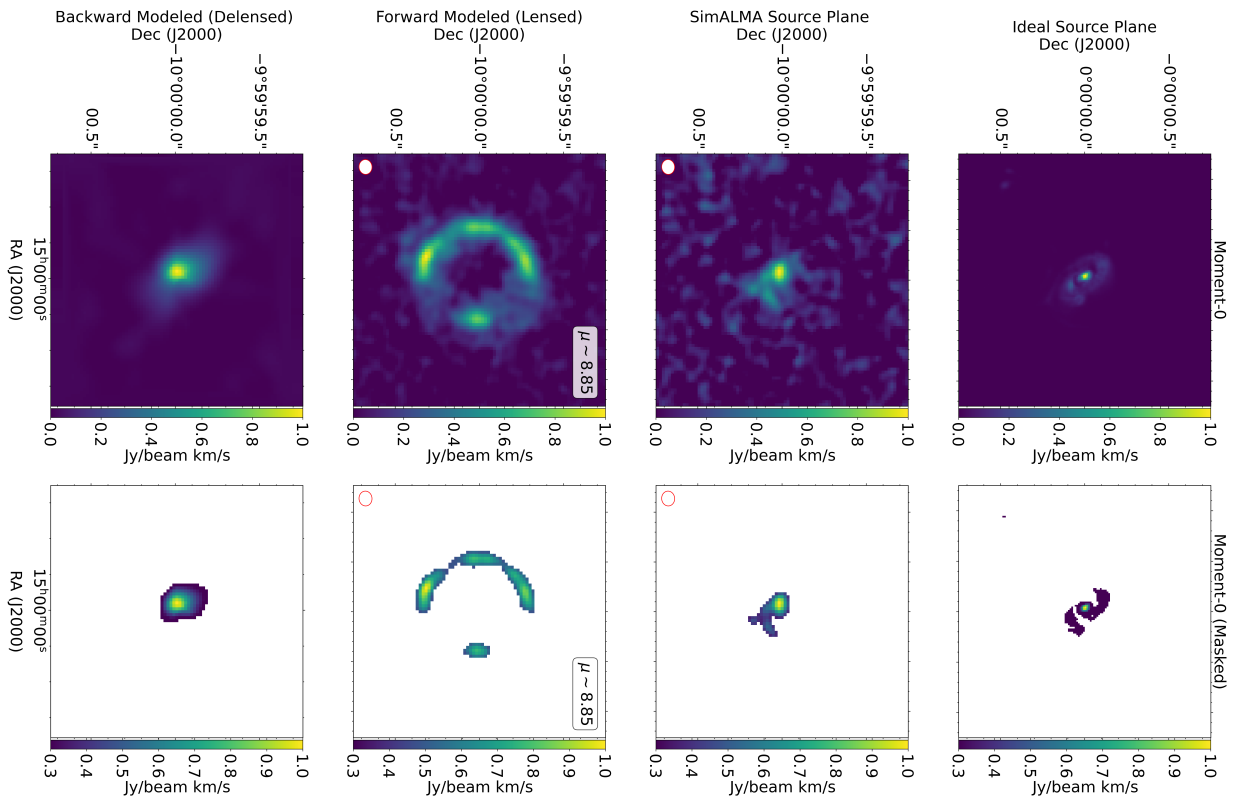
(a) Simulering med observationstiden 1700 s



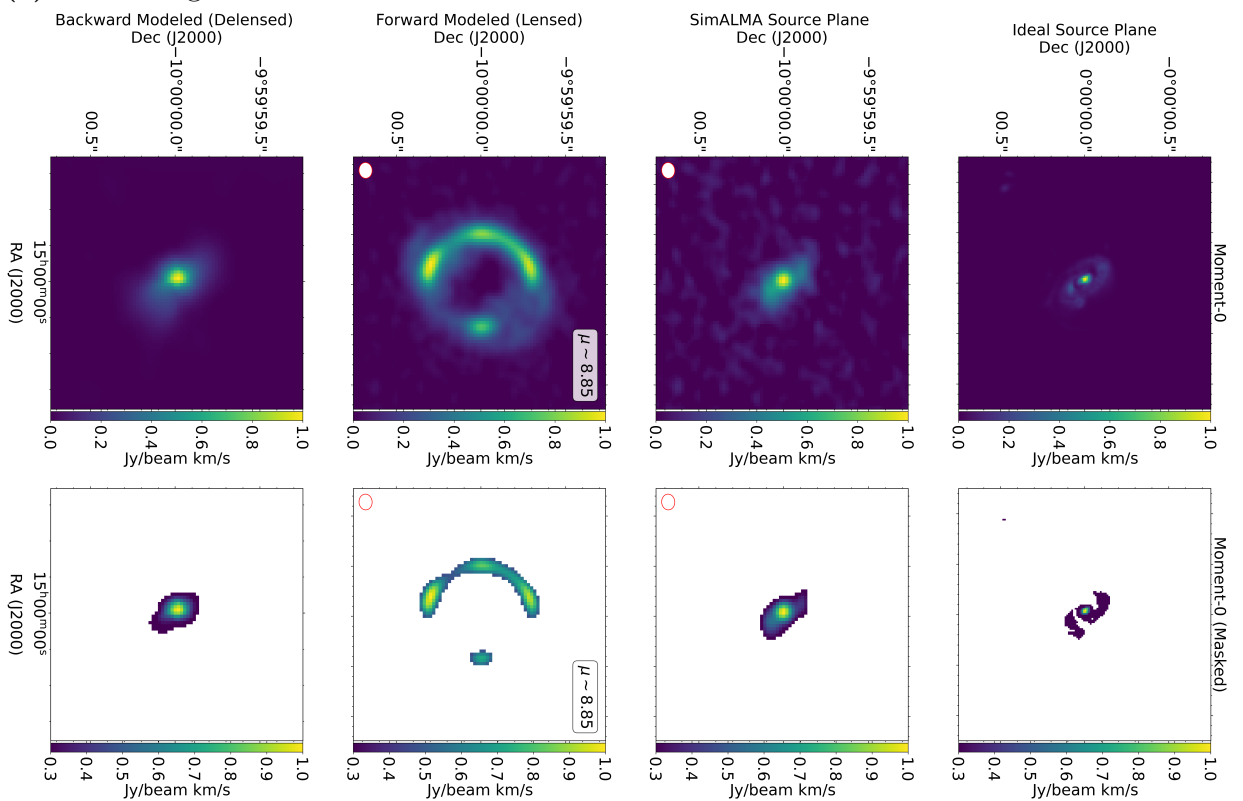
(b) Simulering med observationstiden 17500 s

Figure 4.2: Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 6.

4. Resultat



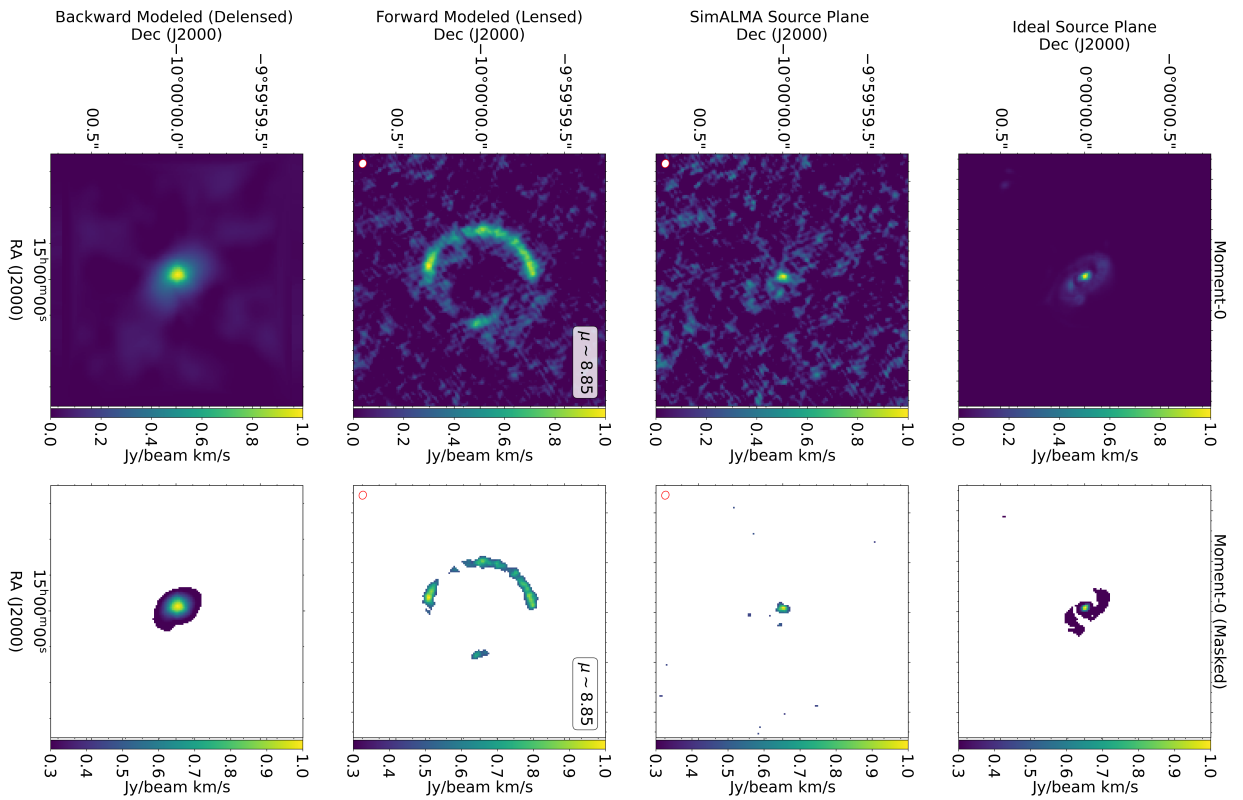
(a) Simulering med observationstiden 1700 s



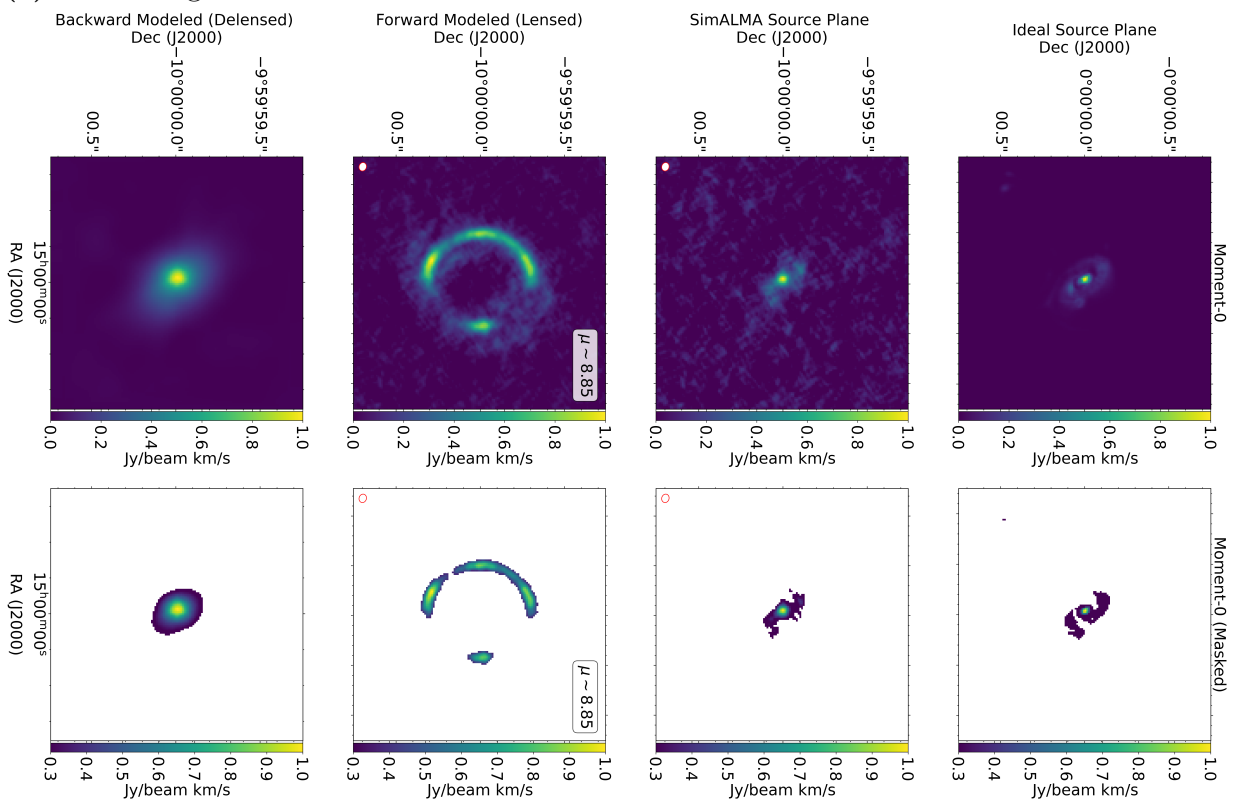
(b) Simulering med observationstiden 17500 s

Figure 4.3: Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 7.

4. Resultat



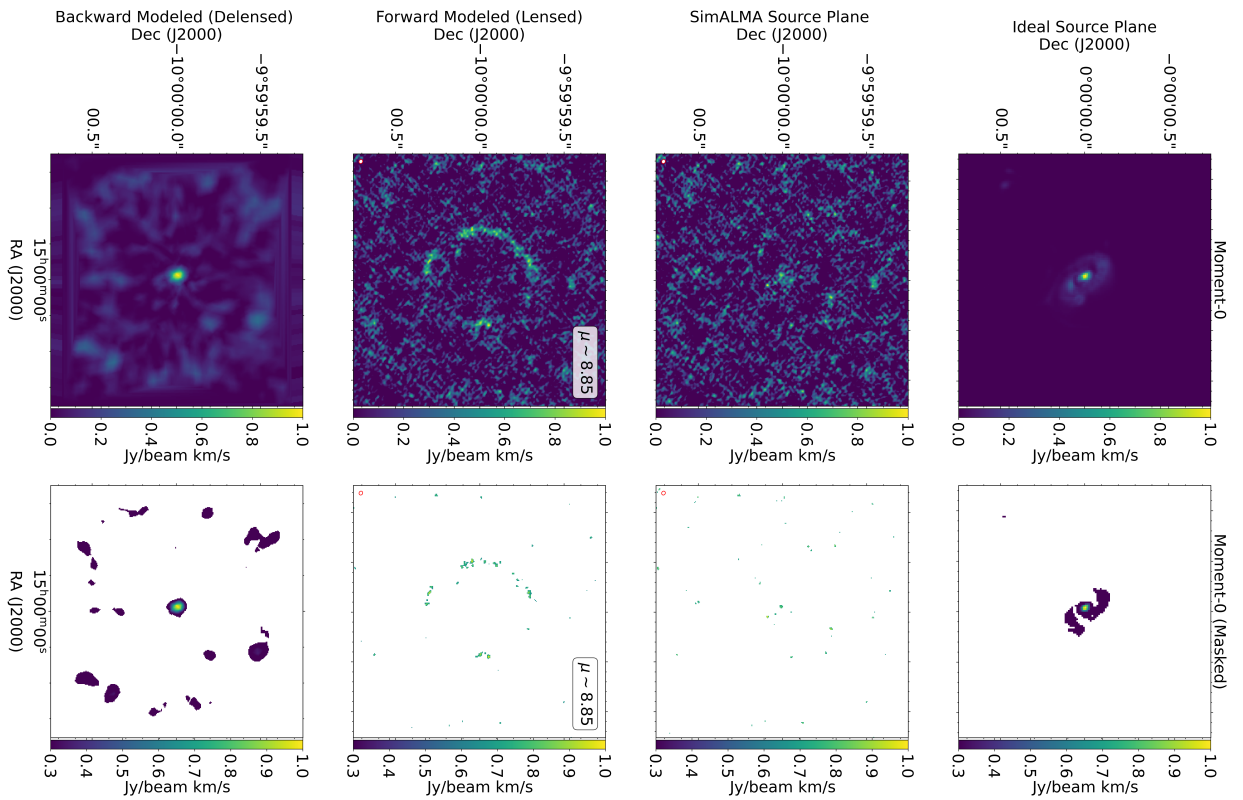
(a) Simulering med observationstiden 1700 s



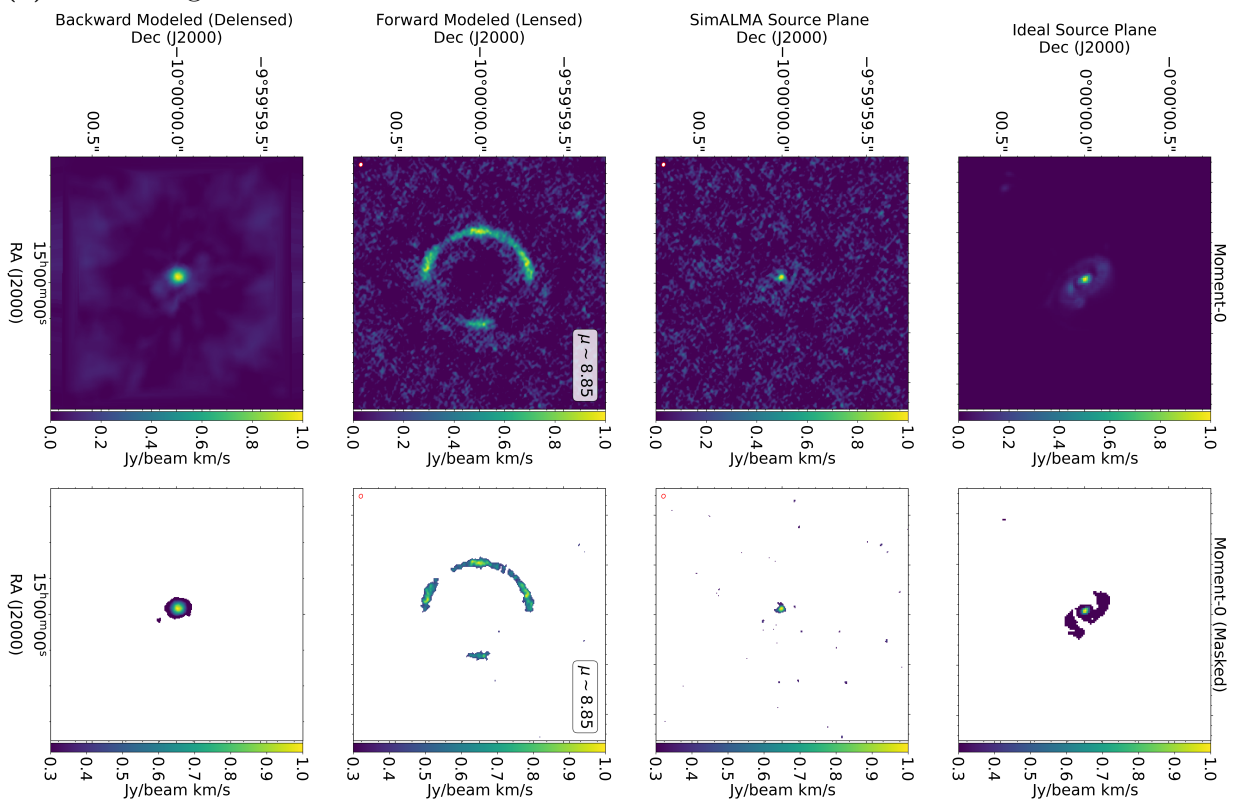
(b) Simulering med observationstiden 17500 s

Figure 4.4: Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 8.

4. Resultat



(a) Simulering med observationstiden 1700 s

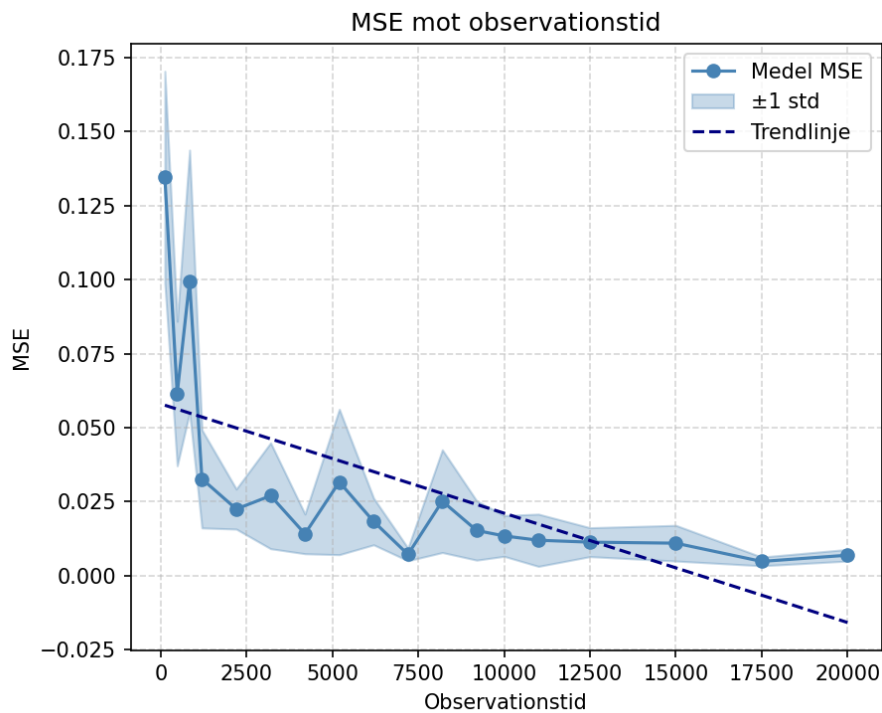


(b) Simulering med observationstiden 17500 s

Figure 4.5: Figurerna visar simuleringar med olika observationstider för antennkonfiguration 9.

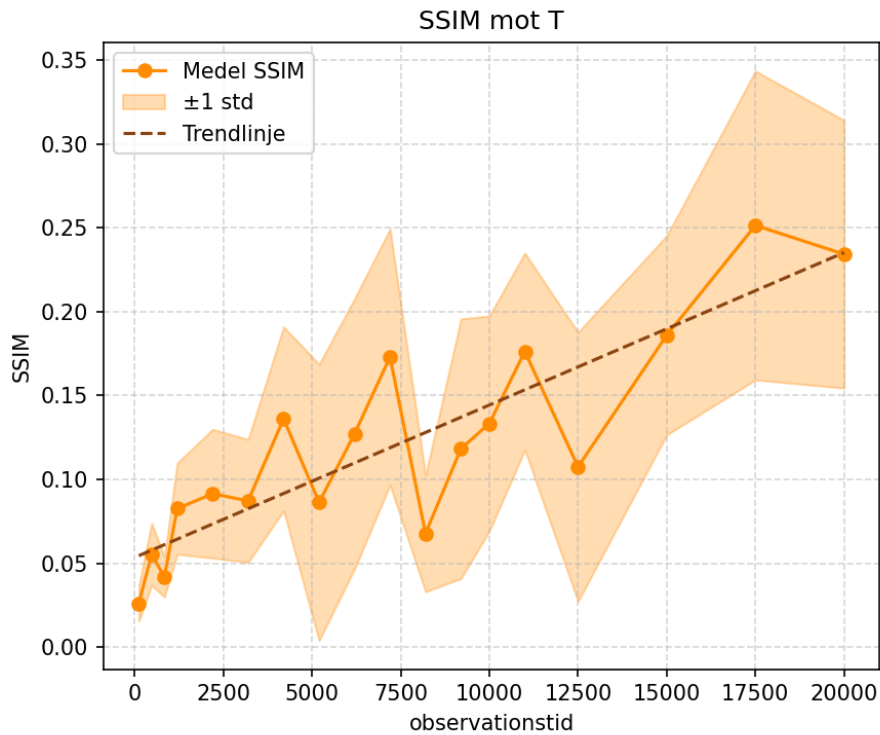
4.2 MSE och SSIM tidsberoende

För att bestämma vilken observationstid som var optimal för antennkonfiguration 7 kördes fem diskar för varje simulerad observationstid. Figurer 4.6, 4.7, 4.8, 4.9 visar hur måtten för MSE och SSIM beror på observationstiden för moment 0 och moment 1 kartorna hos antennkonfiguration 7. Vid beräkningar för MSE och SSIM valdes det att använda den maskerad bilden för moment 1 kartan. Det som visas i graferna är beräknade medelvärden för varje observationstid fem simuleringar, dessutom syns standardavvikelsen i det skuggade området. Graferna visar att för korta observationstider ges höga MSE och låga SSIM värden vilket tyder på en dålig rekonstruktion men att värdena snabbt blir bättre med en längre observationstid. Anledningen bakom detta diskuteras i kapitel 5.2. Specifikt i figur 4.7 syns en tydlig uppgång till observationstid på 17 500 s och det valdes därför att gå vidare med denna observationstid för framtida simuleringar.

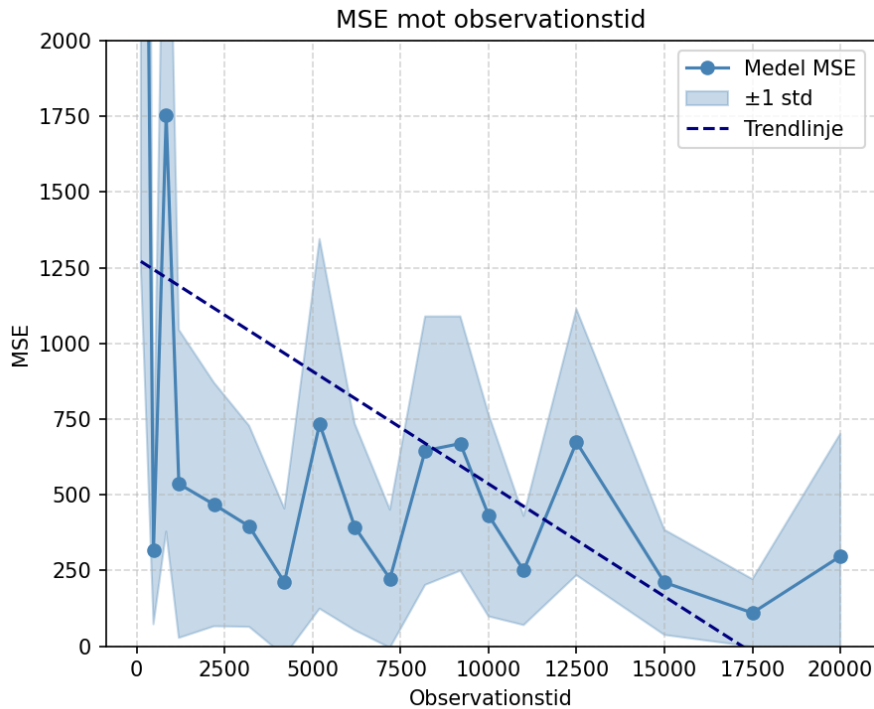


Figur 4.6: Grafen visar hur antennkonfiguration 7 moment 0 kartas MSE värde beror på den valda observationstiden. Det blåskuggade området visar standardavvikelsen.

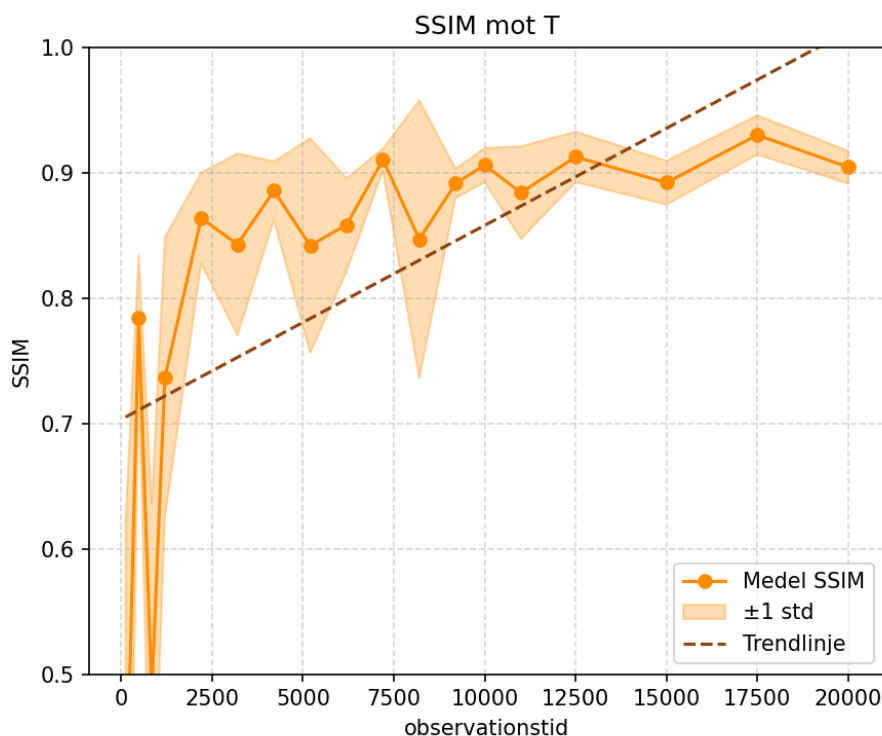
4. Resultat



Figur 4.7: Grafen visar hur antennkonfiguration 7 moment 0 kartas SSIM värde beror på den valda observationstiden. Det orangeskuggade området visar standardavvikelsen.



Figur 4.8: Grafen visar hur antennkonfiguration 7 moment 1 kartas MSE värde beror på den valda observationstiden. Det blåskuggade området visar standardavvikelsen.



Figur 4.9: Grafen visar hur antennkonfiguration 7 moment 1 kartas SSIM värde beror på den valda observationstiden. Det orangeskuggade området visar standardavvikelsen.

4.3 Meshnäts jämförelse och normal high z

För antennkonfiguration 7 med observationstid 17500s kördes simuleringar med hundra olika diskar. Detta för att testa modellen för en större mängd diskar och utvärdera modellens brister. Det kördes hundra diskar vardera för meshnät med storlek 30 och 50. Dessutom kördes även hundra diskar för konfigurationen normal high z för att jämföra hur väl den optimerade modellen förhåller sig till verkliga observationsförhållanden. Medelvärden och standardavvikelser för MSE och SSIM beräknades för moment 0 och moment 1 kartan för samtliga simuleringar. Vid beräkning av MSE och SSIM användes de maskerade bilderna för att ta bort bakgrunds brus för både moment 0 och 1 kartorna. Resultaten presenteras i tabell 4.1 för moment 0 kartan och i 4.2 för moment 1 kartan och pekar mot att den optimala konfigurationen med en meshnätsstorlek på 50 ger bäst rekonstruktion för både moment 0 och moment 1 kartorna.

4.4 V_{\max}/σ

Rotationshastigheten och hastighetsspridningen är viktiga för att modellera galaxer, det valdes därför att undersöka hur de optimerade observationsparametrarna samt normal high z förhåller sig till dessa. I figurerna 4.10 och 4.12 visas det hur mo-

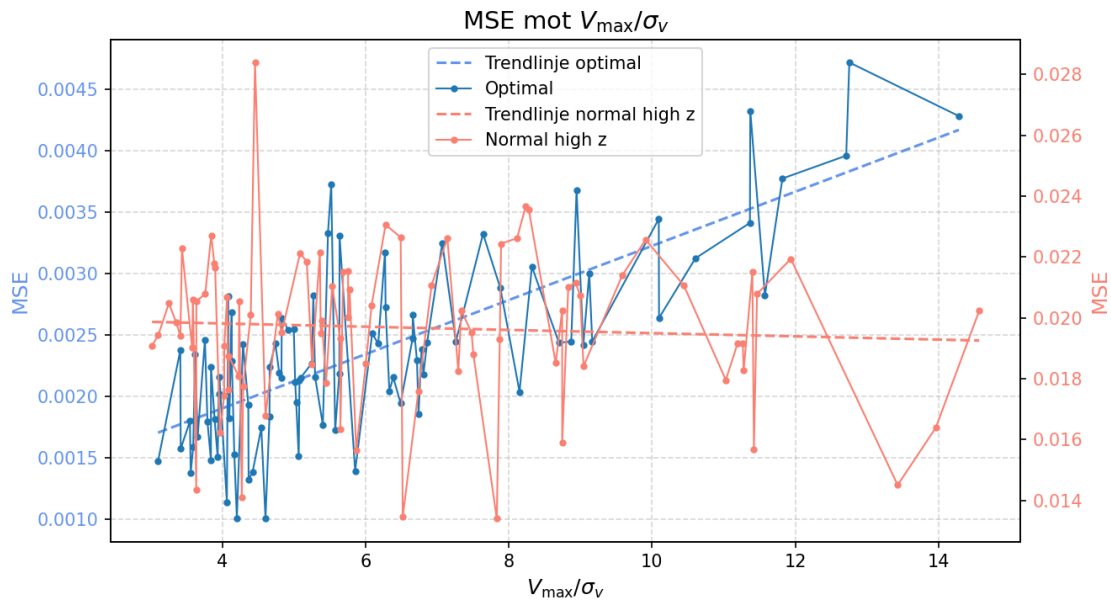
Tabell 4.1: Tabell för MSE och SSIM för olika observerings parametrar (Moment 0)

Konfiguration	MSE	σ_{MSE}	SSIM	σ_{SSIM}
normal high z	0,0198	0,0033	0,7407	0,0281
Optimal 50 mesh	0,0026	0,001	0,9423	0,0184
Optimal 30 mesh	0,0028	0,0013	0,9396	0,0254

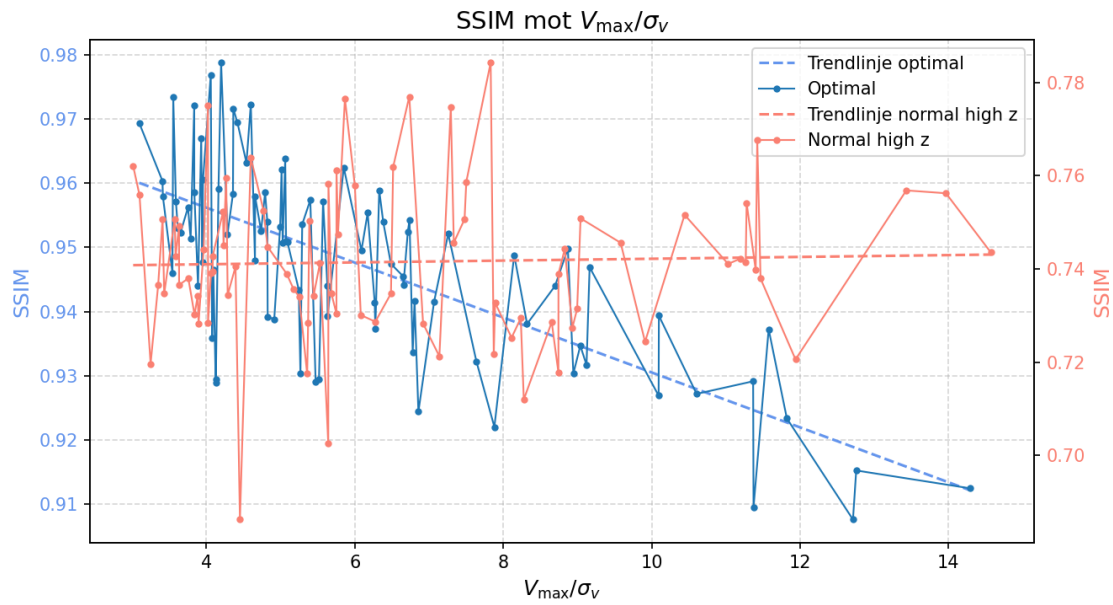
Tabell 4.2: Tabell för MSE och SSIM för olika observerings parametrar (Moment 1)

Konfiguration	MSE	σ_{MSE}	SSIM	σ_{SSIM}
normal high z	440	360	0,6980	0,0358
Optimal 50 mesh	333	330	0,9225	0,0191
Optimal 30 mesh	353	330	0,9209	0,0214

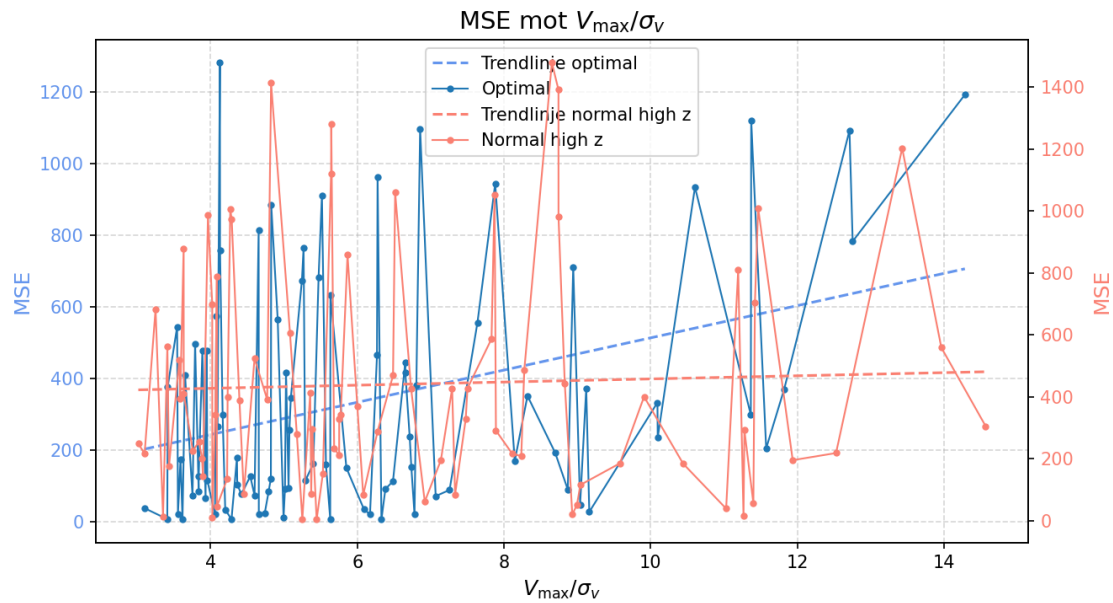
moment 0 respektive moment 1 kartornas MSE värde beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$ för den optimala konfigurationens och normal high. Notera att för alla grafer har datapunkterna längre bort än fyra standardavvikelse från medelvärdet utlämnats. I figurerna 4.11 och 4.13 visas det hur SSIM beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$ för moment 0 respektive moment 1 kartorna. Graferna visar att för den optimala konfigurationen blir rekonstruktionen sämre med ett högre värde på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$.

**Figur 4.10:** Grafen visar hur mått på MSE för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$

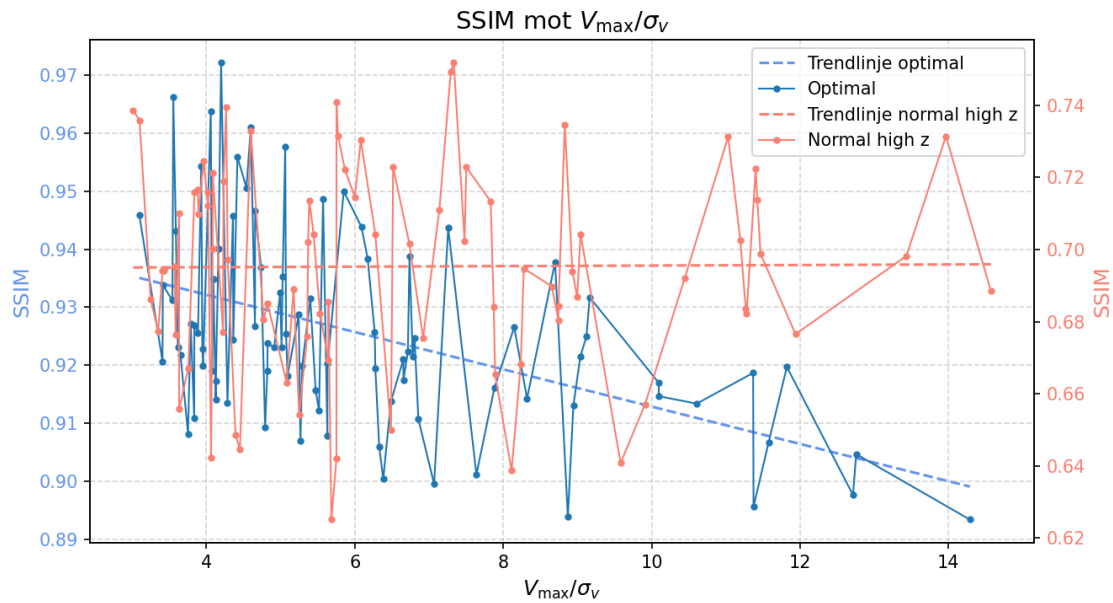
4. Resultat



Figur 4.11: Grafen visar hur mått på SSIM för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$



Figur 4.12: Grafen visar hur mått på MSE för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$

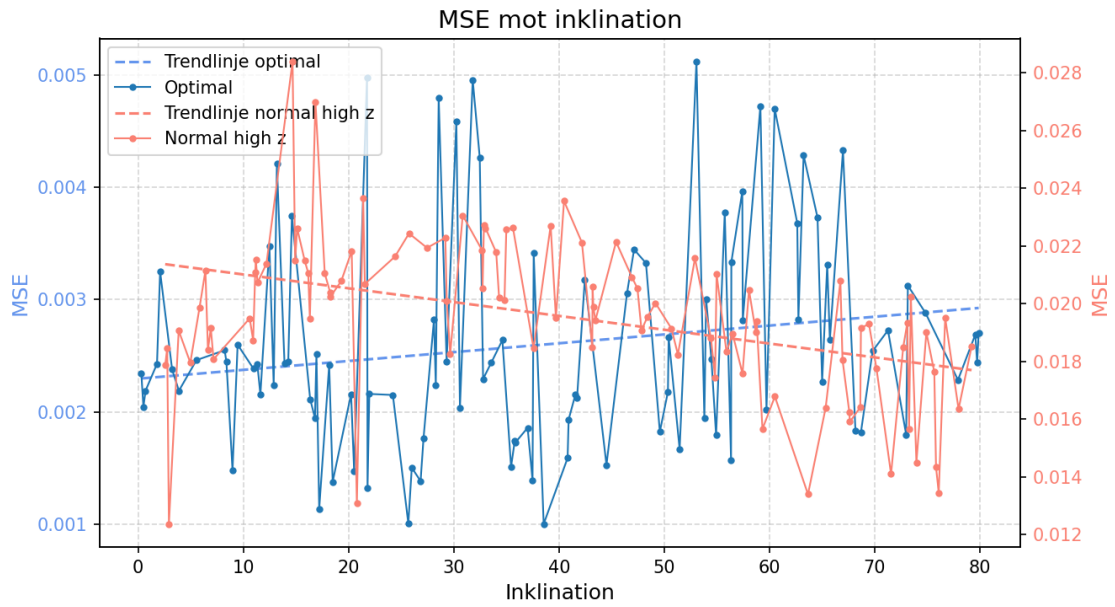


Figur 4.13: Grafen visar hur mått på SSIM för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på $\frac{V_{\max}}{\sigma_v}$

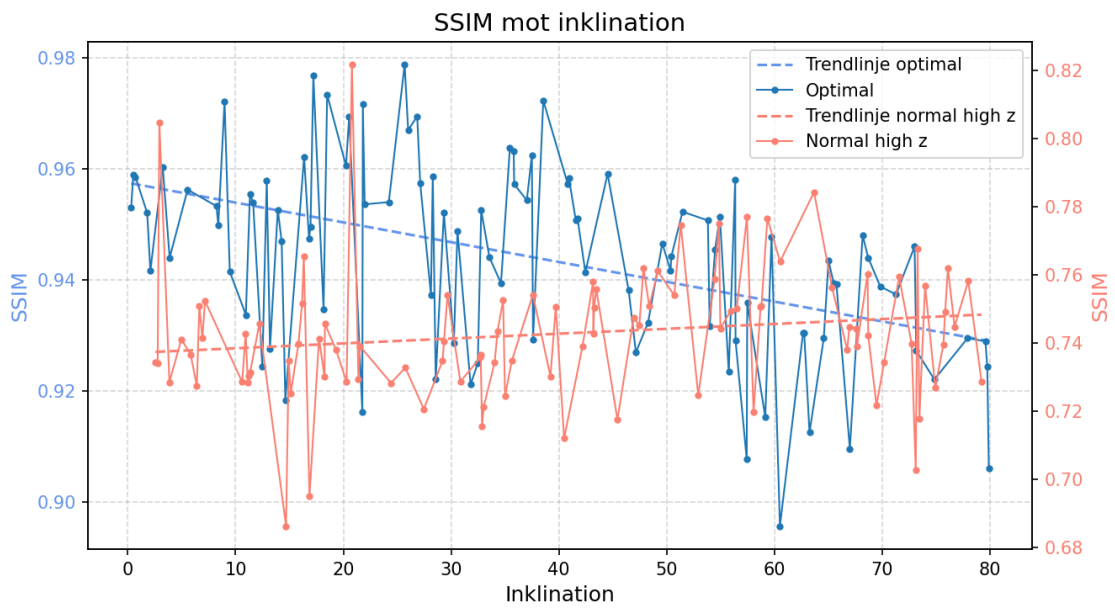
4.5 Inklinationsvinkel

Eftersom en galaxskivas orientering beror på inklinationsvinkeln valdes det att undersöka även hur denna påverkar rekonstruktionen. Figurerna 4.14 och 4.16 visar MSE beroende på inklinationsvinkeln för moment 0 och moment 1 kartorna. SSIM beroende på inklinationsvinklarna för moment 0 och moment 1 kartorna visas i figurerna 4.15 och 4.17. I graferna kan man se sambandet att en högre inklinationsvinkel ger en sämre rekonstruktion, detta är extra tydligt i figur 4.16 där MSE värdet är relativt platt fram till en inklinationsvinkel på 40° .

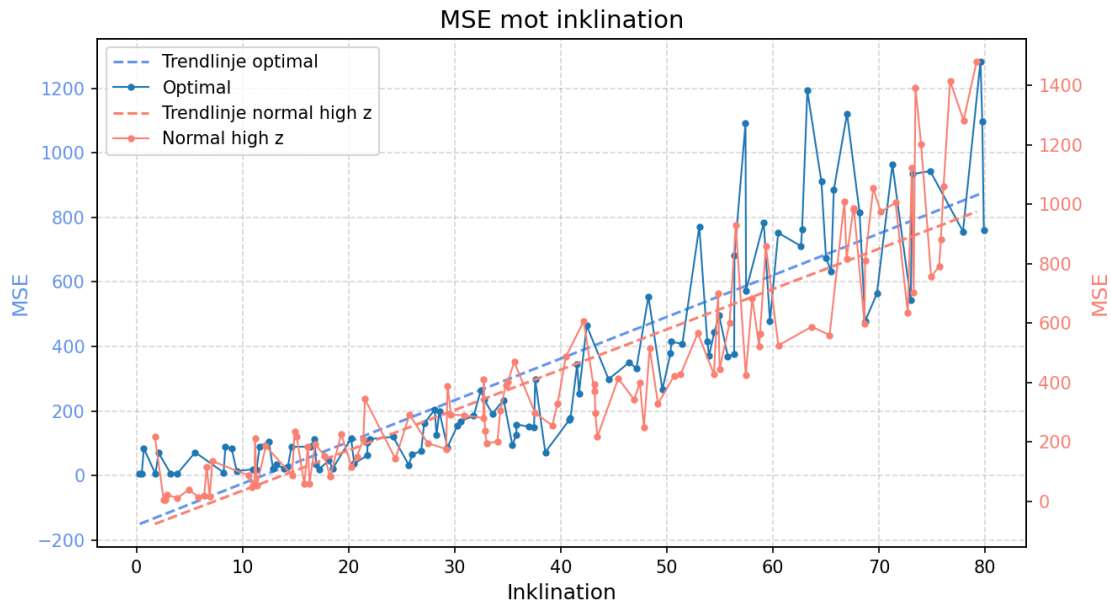
4. Resultat



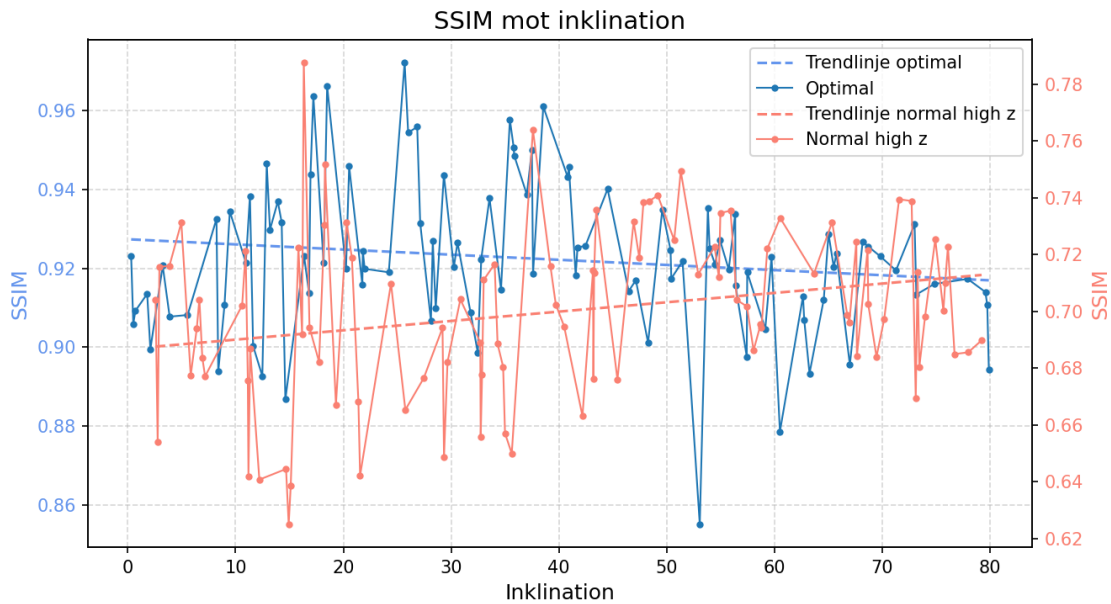
Figur 4.14: Grafen visar hur mått på MSE för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln



Figur 4.15: Grafen visar hur mått på SSIM för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln



Figur 4.16: Grafen visar hur mått på MSE för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln



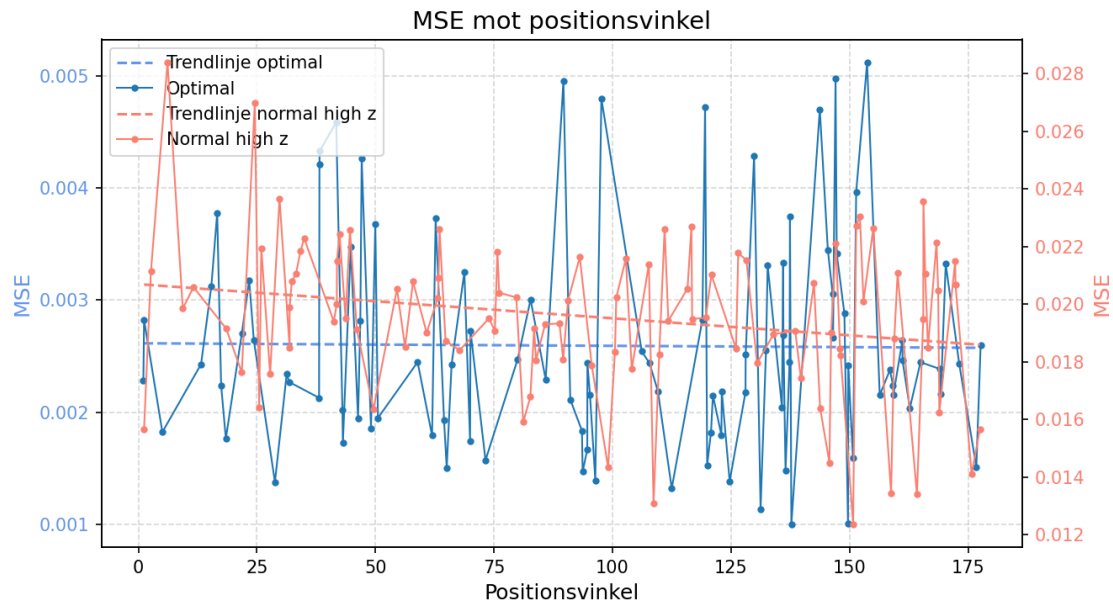
Figur 4.17: Grafen visar hur mått på SSIM för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på inklinationsvinkeln

4.5.1 Positionsvinkel

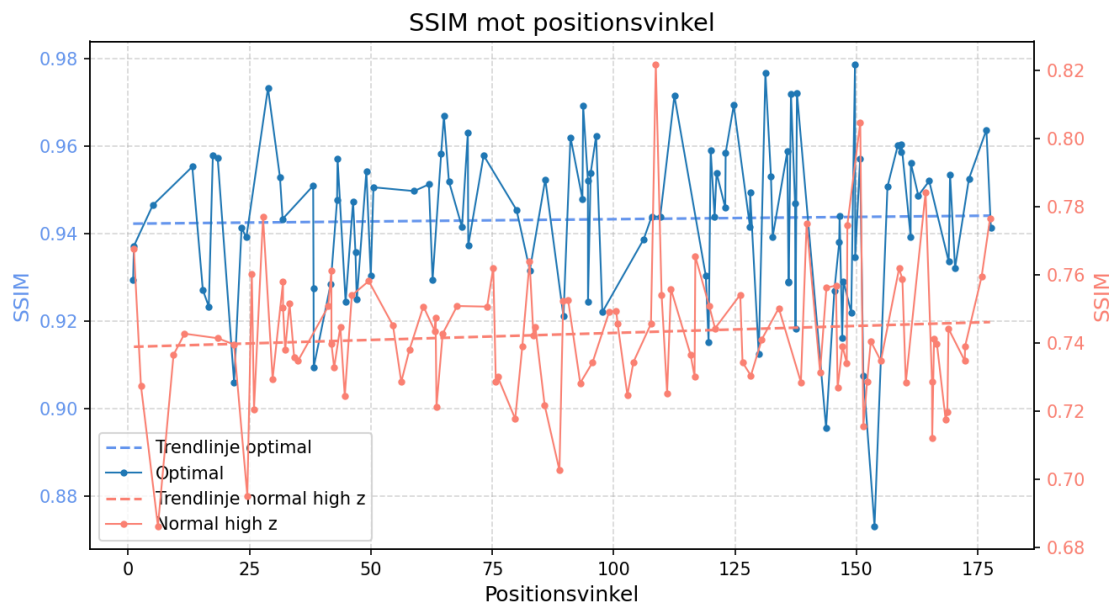
På samma sätt som inklinationsvinkeln påverkar en galaxskivas orientering gör även positionsvinkeln det. Det valdes därför att undersöka hur positionsvinkeln påverkade rekonstruktionen. Resultaten för hur MSE beror på positionsvinkeln visas i figur

4. Resultat

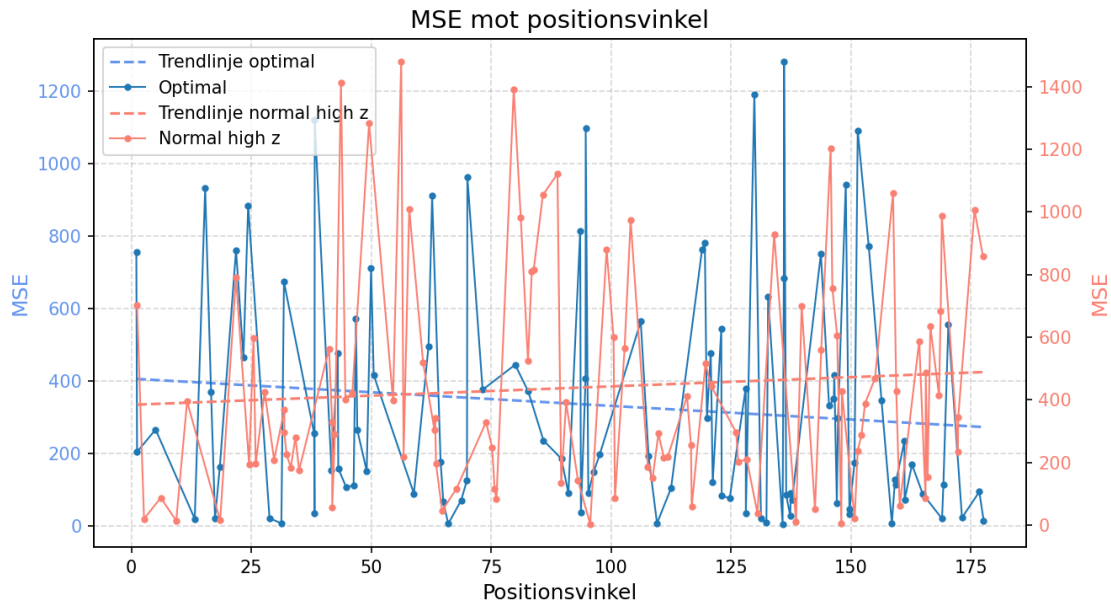
4.18 för moment 0 kartan och i figur 4.20 för moment 1 kartan. I figur 4.19 och 4.21 visas det hur moment 0 respektive moment 1 kartornas SSIM-värde beror på positionsvinkeln. Graferna visar tydligt att det inte ser ut att finnas något beroende på positionsvinkeln för rekonstruktionen.



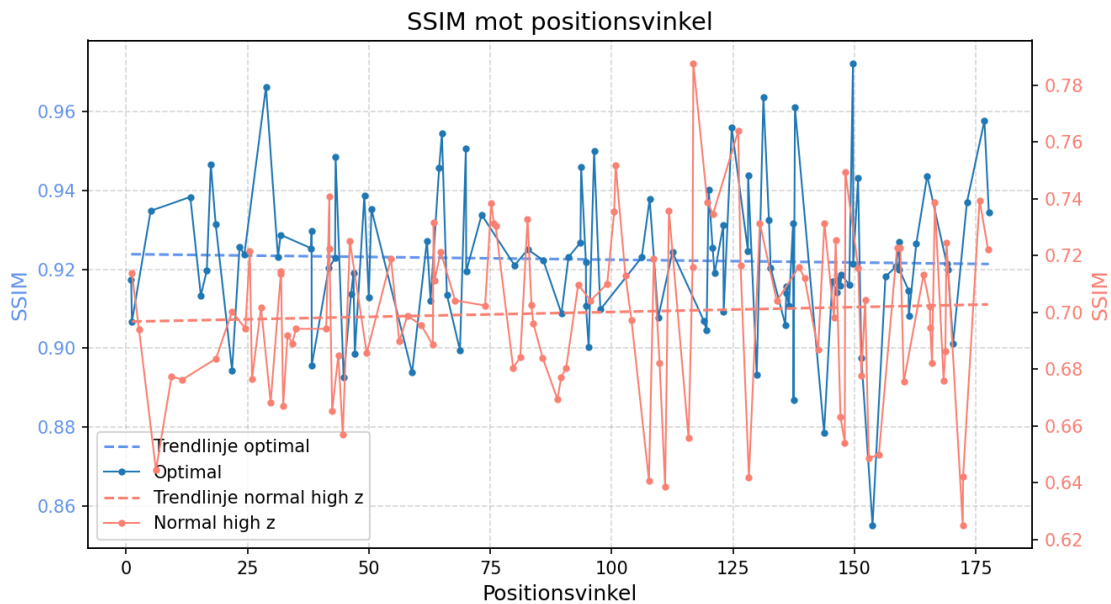
Figur 4.18: Grafen visar hur mått på MSE för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln



Figur 4.19: Grafen visar hur mått på SSIM för moment 0 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln



Figur 4.20: Grafen visar hur mått på MSE för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln



Figur 4.21: Grafen visar hur mått på SSIM för moment 1 kartan hos den optimala konfigurationen och normal high z beror på positionsvinkeln

4.6 Ocentrerad lins

För att undersöka hur väl den optimerade modellen förhåller sig i mer verkliga scenarion valdes det att testa att förflytta linsgalaxen på ett sådant sätt att den inte längre var centrerad. Detta gjorde att observatören, linsen och käll-galaxen ej var på

samma linje. Simuleringar gjordes med fyra olika förflyttningar av linsgalaxen och till varje förflyttning simulerades tio galaxskivor. De förflyttningar som simulerades var $0,01''$, $0,05''$, $0,08''$ och $0,12''$. Resultatet från simuleringarna presenteras i tabell 4.3 för moment 0 och i tabell 4.4 för moment 1. Den generella trenden som tydlig görs av tabellerna är att ju mindre centrerad linsen är desto sämre blir rekonstruktionen, ett undantag för detta är linsen som är förflyttad med $0,12''$, anledningar till detta diskuteras vidare i kapitel 5.7.

Tabell 4.3: Tabell för MSE och SSIM för ocentrerade linsgalaxer (Moment 0)

Förflyttning	MSE	σ_{MSE}	SSIM	σ_{SSIM}
$0,01''$	0,0025	0,0011	0,9408	0,0216
$0,05''$	0,0026	0,001	0,9383	0,0133
$0,08''$	0,0032	0,0017	0,9270	0,0354
$0,12''$	0,0029	0,001	0,9300	0,0159

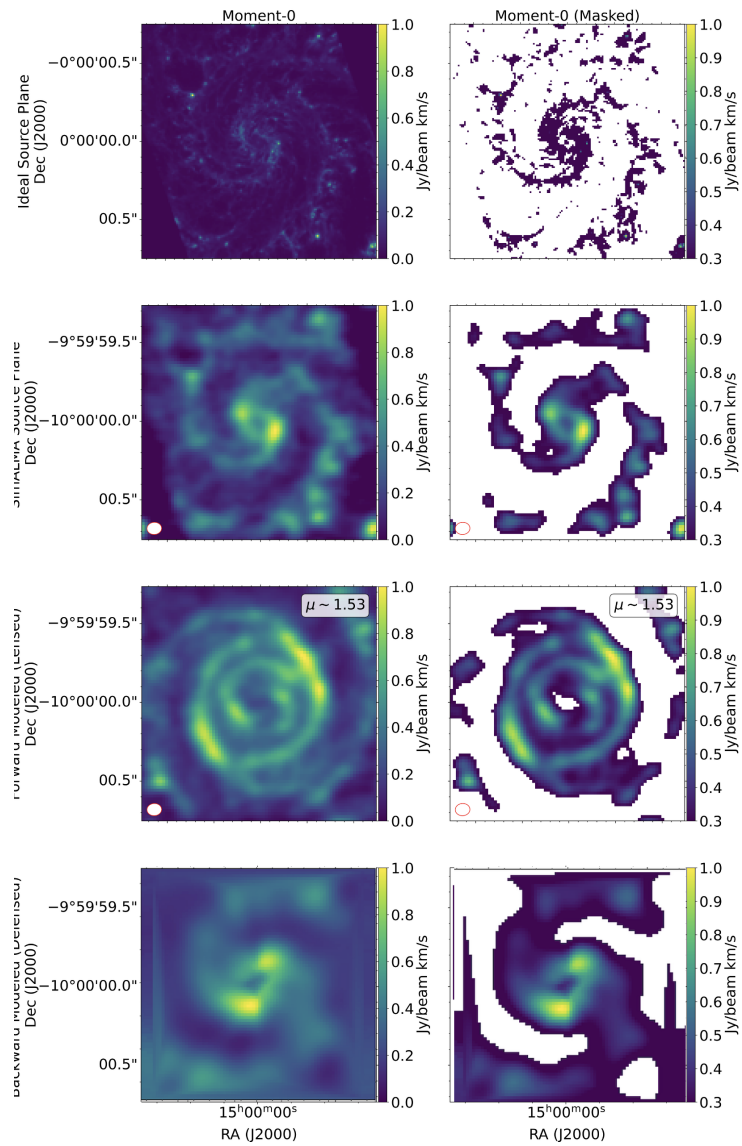
Tabell 4.4: Tabell för MSE och SSIM för ocentrerade linsgalaxer (Moment 1)

Förflyttning	MSE	σ_{MSE}	SSIM	σ_{SSIM}
$0,01''$	470	370	0,9230	0,0209
$0,05''$	505	336	0,9179	0,0143
$0,08''$	395	299	0,9149	0,0255
$0,12''$	230	242	0,9255	0,0157

4.7 Riktig galax-data

För att utvärdera om den optimerade modellen även var användbar för att rekonstruera mer komplexa galaxer än de galaxskivorna som genererats i simuleringsskoden valdes det att testa modellen på riktig galax data. Precis som när antennkonfigurationen skulle bestämmas valdes det att här köra med den förenklade simuleringsskoden. Galaxen som modellen testats på var NGC 628. Analysen gav $\text{MSE} = 0,0595$ och $\text{SSIM} = 0,11$, figur 4.22 visar moment 0 kartorna för simuleringen. Trots relativt hög MSE och låg SSIM är formen av galaxen bevarad efter linsningen.

4. Resultat



Figur 4.22: Bilderna visar moment 0 kartorna för NGC 628 i de olika stegen av simuleringskoden. Denna simulering gjordes med den förenklade simuleringskoden.

5

Diskussion

5.1 Antennkonfiguration

För att bestämma vilken antennkonfiguration som är bäst för att studera rödförskjutna galaxer vid $z = 5$ användes okulär inspektion på resultatbilderna som beskrivs i kapitel 4.1. Eftersom målet var att antingen få resultatbilden att likna referensbilden så mycket som möjligt eller att få en ännu bättre upplösning, studerades hur lika dessa bilder var för de olika antennkonfigurationerna samt hur detta påverkades av observationstiden. Det de olika konfigurationerna innebär i praktiken är med vilken radiostråle som observationen sker. En stor radiostråle innebär att upplösningen blir liten och mindre detaljer som till exempel spiralarmarna hos galaxer kan suddas ut. Däremot kan en för liten radiostråle, som då innebär en hög upplösning, göra att bilden resolveras ut och därmed att stora strukturer försvinner vilket inte heller är eftertraktat när man vill observera galaxer. Det var därför viktigt att antennkonfigurationen väljs så att varken en för stor eller liten radiostråle erhålles.

Antennkonfiguration 6 har den största radiostrålen av de undersökta konfigurationerna. Vid okulär inspektion av figur 4.2 kan man se hur inga detaljer, som i detta fall är spiralarmarna hos den simulerade galaxen, syns i varken referens eller resultatbilderna. Detta gäller både för observationstiden 1700 s och 17 500 s vilket tyder på att observationen inte blir bättre med tiden. Det som kan sägas är att bruset blir mindre med tiden men eftersom maskningen enkelt kan ta hand om bruset för denna konfiguration spelar det inte en stor roll. Varför bruset minskar med tiden diskuteras i nästa kapitel. På grund av den stora radiostrålen blir även pixelstorleken större vilket gör det ännu svårare att se detaljer. Något som kan sägas för denna konfiguration är att referensbilden och resultatbilden har en liknande storlek och ljusstyrka men båda dessa är betydligt större än bilden av den riktiga galax bilden.

Den undersökta konfiguration med näst störst radiostråle är 7. Med denna radiostråle kan även spiralarmarna observeras i figur 4.3, dock inte i lika detaljerat som med en mindre radiostråle. Vi kan till skillnad från konfiguration 6 se att denna konfiguration får en förbättrad observation med längre tid. Detta dels då spiralarmarna blir tydligare men även att både referens- och resultatbilderna blir mer symmetriska. Vi kan även se att referens- och resultatbilderna har liknande storlekar och ljusstyrka vilket är något detta projekt eftersträvar.

Konfiguration 8 har den näst minsta radiostrålen vilket innebär att den riskerar att missa större strukturer. Att radiostrålen är liten syns tydligt för den låga observationstiden i figur 4.4 då galaxen nästan har samma intensitet som bruset. För den längre observationstiden syns tydliga spiralarmar i referensbilden men i

resultatbilden är de inte lika tydliga. Ett problem med denna konfiguration är att referens- och resultatbilderna inte ger galaxer med liknande storlekar vilket som tidigare diskuterats är viktigt.

Den konfiguration med minsta radiostråle är konfiguration 9 som syns i figur 4.5. Referensbilden för den korta observationsbilden visar tydligt nackdelarna med en liten radiostråle då i princip inga strukturer alls syns. Däremot ges en resultatbild med tydligare strukturer som kan bero på två helt olika anledningar. Antingen kan det bero på att förstoringen av ljuset med gravitationslinsen gör att vi får tillräckligt med information för att se strukturer; eller så kan det bero på att simuleringsmodellen strävar efter att skapa en einsteinring och sedan en resultatbild med en galax, även om det egentligen endast är brus som skapar bilden. Vi kan se i bilderna för de längre observationstiderna att vi nu får en synlig galax i referensbilden. Till skillnad från konfiguration 8 får vi här inga tydliga spiralarmar vilket kan tänkas vara udda då den borde ge en bättre detalj nivå. Detta kan dock bero på att radiostrålen är så liten att den till och med resolverar ut armarna. Samma problem som för konfiguration 8 där storleken på galaxerna i referens- och resultatbilderna inte har samma storlek finns även här.

Utifrån de resonemang som presenterats ovan valdes det att gå vidare med antennkonfiguration 7 då det gav en bra balans mellan större strukturer och detaljer. Till skillnad från konfiguration 6 kunde man delvis urskilja spiralarmarna för konfiguration 7 samt att referens- och resultatbilderna hade liknande storlekar och intensitet vilket inte stämde lika bra för konfigurationer 8 och 9. En annan fördel med konfiguration 7 som inte syns i resultatet var att simuleringarna gick betydligt snabbare än för konfiguration 8 och 9.

5.2 MSE och SSIM mot tid

Figuren 4.6 beskriver att för en kort observeringstid T är MSE relativt hög som innebär att rekonstruktionen av massfördelningen i galaxen är relativt dålig. När T däremot ökar från noll till runt 10 000 s sjunker MSE kraftigt. Detta resultat tyder på att modellens förbättring främst beror på att brusnivån minskar med fler observationer vilket gör den bättre att återger galaxens övergripande massfördelning. Efter en observeringstid på 10 000 s börjar kurvan att plana ut sig mot ett MSE värde på 0,005 som kan tolkas att längre observeringstid enbart ger mindre förbättringar i rekonstruktionen.

Från 4.7 är SSIM-värdet i början lågt runt 0,02 – 0,1 som tyder på att rekonstruktionen av massfördelningen minimalt liknar den ursprungliga galaxen. När observeringstiden ökar kommer däremot värdet på SSIM att öka som innebär att mer detaljer på galaxen återges. Det bör nämnas att MSE mäter mer hur missvisande pixlarna är medan SSIM beskriver galaxens struktur. På grund av detta kan SSIM fortsätta att förbättras även när 4.6 har planat ut.

Resultatet från 4.8 visar hur MSE förändras med observeringstiden T för moment 1 kartan. Efter en observeringstid på ungefär 15 000 s börjar kurvan att plana ut sig vilket innebär att ytterligare data inte ger någon större förbättring. Detta resultat stärker valet av 17 500 s som en rimlig observeringstid.

I figuren 4.9 där SSIM förändras med observationstiden T för moment 1 kartan

ökar SSIM mycket från ungefär 0,5 till omkring 0,9 vid observeringstid runt 6000 s. Detta tyder på att systemet relativt snabbt fångar de viktigaste strukturerna i bilden men även att rekonstruktionen bevarar bildens struktur väl då SSIM befinner sig runt ett konstant värde. På samma sätt som i 4.8 planar kurvan ut runt 15 000 s, samt att standardavvikelsen blir större, som indikerar mindre tillförlitliga resultat.

5.3 Jämförelse mellan olika meshnätstorlekar och normal high z

När antennkonfiguration och observationstid hade bestämts valdes det att undersöka hur denna modell beror på val av meshnätets storlek samt att jämföra hur den förhåller sig till en vanlig uppsättning parametrar som vi kallar för normal high z. Tre storlekar på meshnätet testades 30, 50 och 70. Dock kunde en slutsats relativt tidigt dras om att storlekar större än 50 inte var värda att testa då de tog mycket längre tid att simulera. Detta gjorde dem orealistiska att undersöka då inte allt för mycket tid fanns tillgänglig för att utföra dessa simuleringar. Istället jämfördes endast meshnätstorlekarna 30 och 50. För dessa två storlekar samt normal high z konfigurationen simulerades hundra diskar vardera som alla analyserades med MSE och SSIM. Resultaten av analyserna finns presenterade i tabell 4.1 för moment 0 kartan och 4.2 för moment 1 kartan. För både moment 0 och 1 kartorna erhålles det lägsta MSE värdet för den optimerade modellen med en meshnätstorlek på 50. Då ett lägre MSE värde innebär att rekonstruktionen anses bättre tyder dessa resultat att den optimerade med 50 i meshnätstorlek är en bättre anpassad modell än de andra två. Samma slutsats kan fås om man kollar på SSIM för moment 0 och 1 kartorna. Eftersom ett SSIM värde närmare 1 innebär en bättre rekonstruktion och den optimerade med 50 i meshnätstorlek har ett värde som är närmare 1 än de andra två. Detta talar tydligt för att den konfigurationen som tagits fram i detta projekt är bättre för observationer med gravitationslinser än den uppsättning parametrar som idag ofta används. Anledningen till detta beror på i princip varje observationsparameter. normal high z har antennkonfiguration 5 vilket ger en ännu större radiostråle än konfiguration 6 och som redan diskuterats är konfiguration 7 bättre i syfte av rekonstruktion på grund av sin mindre radiostråle. Alltså borde en ännu större radiostråle ge en sämre observation. Observationstiden för normal high z är betydligt kortare än för den optimala vilket innebär att mer brus finns i observationerna vilket också påverkar. Dessutom har normal high z ett högre PWV-värde vilket också bidrar med mer brus och störningssignaler.

När det kommer till vilket meshnätstorlek som är bäst anpassad till projektet syfte få vi ställa oss frågan om den extra storleken på meshnätet ger en så pass bättre rekonstruktion att den extra tid det tar för simuleringen är värd det. Som tidigare diskuterat tog en meshnätstorlek på 70 för lång tid att simulera och därför kommer endast storlekarna 30 och 50 att jämföras. Vi kan se i tabellerna 4.1 och 4.2 att mesh 50 har mer eftertraktade värden för MSE och SSIM för både moment 0 och 1 kartorna. Dock kan vi även notera att denna förbättring inte är speciellt stor. För moment 0 kartan är skillnaden för MSE cirka 8% och för SSIM 0,3% medan skillnaderna för moment 1 kartorna är 6% för MSE och 0,2% för SSIM. Dessa

skillnader kan anses som väldigt små speciellt vid en jämförelse med skillnaderna mellan meshnät 50 och normal high z som skiljer sig mycket mer. Något dock som skiljer sig betydligt mer mellan meshnätsstorlekarna är standardavvikelserna för moment 0 kartans MSE och SSIM. Dessa är betydligt större för meshnät 30 vilket innebär att dess värden är mer spridda. Spridda värden är inte eftertraktade då vi vill ha en modell som fungerar bra i de allra bästa fall. Anledningen bakom att ett större meshnät ger en bättre rekonstruktion är då mer meshceller gör att beräkningar kan bli mer noggranna i varje mesh och därmed erhålls ett bättre resultat. På grund av detta valdes det att gå vidare med en meshnätsstorlek på 50.

5.4 MSE och SSIM mot V_{\max}/σ

MSE och SSIM mot V_{\max}/σ blir bättre vid lägre V_{\max}/σ men resultatet kan också påverkas av andra parametrar som till exempel inklinationsvinkeln. Detta verkar rimligt då vi analyserar galaxers vars datapunkter endast har observerats en gång vilket gör det omöjligt att upprepa mätningarna. Resultaten indikerar att metoden fungerar bra för rotationsdominerande galaxer och dispersionsdominerande galaxer vid $z \approx 5$. Däremot kan resultaten vara mindre tillförlitliga när stickprovet innehåller färre än 10 observationer.

5.5 Inklinationsvinkel

En högre inklinationsvinkel leder generellt sätt till sämre resultat. Vinklar nära noll ger inte särskilt mycket information eftersom galaxen då är nästan helt lutad mot observatören vilket gör att skillnader i hastigheter blir svårare att upptäcka. Detta kan uttydas i grafen 4.16 där MSE för moment 1 beskrivs som funktion av inklinationsvinkeln. Upp till en inklinationsvinkel på 40° är kurvan relativt jämn men för högre vinklar börjar MSE-värdena att öka mer påtagligt.

5.6 Positionsinkel

För figur 4.18, som visar MSE för moment 0 som funktion av positionsvinkeln, både för den optimala konfigurationen och för normal high z , framgår det att trendlinjen ligger på ett relativt konstant värde runt 0,0025 för den optimala konfiguration och 0,018 för normal high z . Detta resultat tyder på att MSE i genomsnitt inte beror på positionsvinkeln. På liknande sätt kan resultatet i 4.21 beskrivas där SSIM för moment 1 visas som funktion av positionsvinkeln, både för den optimala konfigurationen och för normal high z . En logisk förklaring till detta kan bero på att det främst är massfördelningen som avgör linsningens form. Som följd av detta får variationer i positionsvinkeln endast en mindre påverkan på rekonstruktionen. Detta stämmer överens med att lutande galaxer sett från observatörens håll ger andra linseffekter än om de observeras rakt framifrån, vilket har visats av tidigare studier (e.g. Keeton & Kochanek 1998).

5.7 Ocentrerade linser

Då projektet ville undersöka hur väl den optimerade konfigurationen anpassar sig till ocentrerade linser kördes simuleringar med fyra olika förflyttningar av linsgalaxen. I tabellerna 4.3 och 4.4 visas det hur medelvärdet och standardavvikelsena för MSE och SSIM beror på förflyttningen. En trend som är direkt tydlig från tabellerna är att en större förflyttning orsakar en sämre rekonstruktion. Detta stämmer bra överens med vad som förväntas då modellen är anpassad efter en centrerad lins och borde därför prestera sämre om linsen inte längre är centrerad. Däremot kan det noteras att det finns undantag för den lins som är förflyttad med $0,12''$ då värdena för MSE och SSIM är bättre än de andra förflyttningarna vid moment 1 kartan. Detta kan dock förklaras med att simuleringarna gjordes med endast tio galaxskivor per förflyttning vilket kan ha påverkat resultatet. Värdena för de ocentrerade linserna avviker inte heller mycket från varandra vilket kan bero på att de distanserna de flyttas inte är avsevärt stora. Dock visar dessa simuleringar att modellen klarar av att rekonstruera galaxer även om linsen inte är helt centrerad.

5.8 Riktig data

Data från JWST användes för att undersöka hur bra den optimala modellen hanterar riktig galaxdata. I alla andra delar av projektet har galaxskivor producerats som sedan genomgått simuleringsskoden men problemet dessa skivor är att dem inte är representativa för hur galaxer ser ut på riktigt. Dem är endast enkla modeller med en konstant hastighetspridning och formen av en perfekt ellipsoid. Eftersom den optimerade konfigurationen av parametrar var just optimerad efter dessa galaxskivor var det viktigt att undersöka om modellen var överanpassad till den här typen av data.

Galaxen som användes var NGC 628 som har en diameter på omkring 25 kpc (Gusev 2014). Jämfört med de skivor som har använts för tidigare simuleringar, dessa hade en diameter på runt 2 kpc, är NGC 628 cirka tio gånger större till diametern. Detta kan skapa stora problem vid simulering då modellen inte är anpassad efter så pass stora galaxer. I figur 4.22 på bilden där man kan se den linsade galaxen kan man se spiralarmar sticka ut från den vanliga einsteinringen. En anledning till detta kan vara att NGC 628 är för stor för att bli helt linsad av linsgalaxen och därmed linsas inte hela galaxen. Detta kan ställa till problem vid rekonstruktionen då simuleringsskoden inte är gjord för att hantera scenarion där inte hela galaxen har linsats.

En annan skillnad till de vanliga diskarna är hur intensiteten är fördelad i bilden. För diskarna är intensiteten fördelad gaussisk från mitten. NGC 628 däremot består av flera punktkällor som bidrar till intensiteten. Detta får maskningen att bli mer fragmenterad.

Vid en simpel okulär inspektion kan man urskilja formen av galaxen även i resultatbilden vilket är ett bra tecken på att modellen fungerar. Däremot kan man också urskilja en stor mängd brus i den maskade resultatbilden som inte har försvunnit. Detta ställer till med problem när man ska beräkna MSE och SSIM. SSIM

påverkas nämligen starkt av okorrelerat brus vilket detta är då bruset inte existerar till samma nivå i referensbilden. Detta ledde till ett relativt lågt värde på $SSIM = 0,11$ trots att galaxens form är bevarad. Även MSE värdet på $0,0595$ är relativt högt vilket återigen förmodligen till störst del beror på bruset. Fallet kan också ha varit att Regulariseringskoefficienten inte valdes optimalt vilket kan ha lett till att detaljer försvunnit från bilden. Trots alla dessa brister återskapas formen på galaxen någorlunda bra vilket tyder på att det finns möjligheter för modellen att fungera med riktiga galaxdata.

5.9 Felkällor och förbättringsförslag

Parametern som möjligtvis hade störst inverkan på utseendet av rekonstruktionen var regulariseringskoefficienten. Regulariseringen är utjämnandet av pixelvärden för att uppnå en slätare bild. Utan regulariseringen hade modellen varit alltför känslig för brus och helt inkapabel till att återskapa källplanet. Används en för stark regularisering kommer modellen jämna ut intensiteterna i pixlarna så mycket att det enda som kvarstår en gaussisk ljuskälla. Därför är valet av en lämplig regulariseringskoefficient ett väsentligt steg. Ett tecken på att för hög koefficient har använts är om rekonstruktionen har en större ljusintensitet än referensbilden. PyAutoLens kan för närvarande inte hantera verkliga ljusintensiteter i rekonstruktionen av källplanet. Detta resulterar i att alla plottar väljs att normaliseras. Genom att sätta en mask på moment 0-kartan som i figur 4.1 kan utbredningen av signalen jämföras mellan referens och resultat. Det går tydligt att se i figur 4.4 och 4.5 att resultatbilden resulterar i en mycket bredare ljuskälla än i referensbilden. Detta är indikativt på en för hög regulariseringskoefficient.

Ifall enstaka simuleringar utförs kan regulariseringskoefficienter väljas för hand men detta alternativ försvinner då en pipeline brukas. Projektet krävde därmed en algoritm för detta. Algoritmen som utvecklades var simpel men producerade regulariseringskoefficienter som ansågs vara tillräckliga för projektets ändamål. Däremot uppmanas framtida studier att utveckla avancerade algoritmer som bättre anpassar regulariseringskoefficienter för varje simulering. En ökad nivå av komplexitet införs när regulariseringen sker på verkligt linsade galaxer där ingen referensbild finns att jämföra med.

En potentiell felkälla är att bilderna som simulerades var 150×150 pixlar, vilket innebär att det saknas en exakt mittpixel. Detta kan leda till att objekten hamnar något förskjutna från centrum då de rekonstrueras.

Slutligen skulle även stickprovsstorleken kunna utökas då den var relativt liten. Det bör nämnas att olika former på och avstånd till linsen samt storleken av einsteinringen kan ha påverkat resultaten nämnvärt. Mer omfattande simuleringar på en större mängd parametrar rekommenderas.

6

Slutsats

I detta arbete har simuleringar i CASA använts för att hitta möjligheter och begränsningar med gravitationslinsmodellering. Metoden lyckas generellt återskapa källplanet och framförallt informationen om hastighetsdispersionen väl. Förmågan att rekonstruera källplanet ökade då V_{\max}/σ hölls under 10, och inklinationsvinkeln under 40° . Det kan konkluderas att positionsvinkeln inte har någon effekt på metodens förmåga att återskapa källplanet. Resultaten antyder även på att metoden fungerar bäst när galaxerna är centrerade även om mer omfattande undersökningar krävs. Studier som Dye et al. (2015) och Hezaveh et al. (2013) visar att rekonstruktioner av verkliga avlägsna linsade galaxer, till stor del tack vare ALMA, är möjligt.

Sammanfattningsvis bedöms gravitationslinsmodellering vara en användbar metod som kan återskapa galaxer på ett godtagbart sätt och möjliggör studier av galaxer som annars inte hade varit synliga. Gravitationslinsning förser oss med en fördelaktig förstärkning av ljus till en relativt låg bekostnad i detaljförlust.

Litteraturförteckning

- ALMA Observatory. 2021, About ALMA, at first glance, <https://www.almaobservatory.org/en/about-alma/>, Hämtad: 2026-05-13
- ALMA Observatory. 2026, CASA Simulator, <https://almascience.eso.org/tools/casa-simulator>, Hämtad: 2026-05-13
- ALMA Observatory. u.å., The ALMA Site, <https://almascience.nrao.edu/about-alma/alma-site>, Hämtad: 2025-05-13
- Blain, A. W., Smail, I., Ivison, R. J., Kneib, J.-P., & Frayer, D. T. 2002, Physics Reports, 369, 111
- Burkert, A., Genzel, R., Bouché, N., et al. 2010, ApJ, 725, 2324
- Calçada, L. & Hezaveh, Y. m. 2013, Gravitational lensing of distant star-forming galaxies (schematic), <https://www.eso.org/public/images/eso1313b/>, Källangivelse: ALMA (ESO/NRAO/NAOJ). Hämtad 2026-05-13
- Carilli, C. L. & Walter, F. 2013, ARA&A, 51, 105
- Carniani, S., Hainline, K., D'Eugenio, F., et al. 2024, Nature, 633, 318
- CASA Team, Bean, B., Bhatnagar, S., et al. 2022, PASP, 134, 114501
- Casey, C. M., Narayanan, D., & Cooray, A. 2014, Physics Reports, 541, 45
- Dye, S., Furlanetto, C., Dunne, L., et al. 2018, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 476, 4383
- Dye, S., Furlanetto, C., Swinbank, A., et al. 2015, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 452, 2258
- ESO. 2026, Interferometry, <https://www.eso.org/public/teles-instr/technology/interferometry/>, Hämtad: 2026-05-13
- Gillman, S., Gullberg, B., Brammer, G., et al. 2023, A&A, 676, A26
- Goldsmith, P. F., Langer, W. D., Pineda, J. L., & Velusamy, T. 2012, ApJS, 203, 13
- Gusev, A. S. 2014, MNRAS, 442, 3711

- Hezaveh, Y., Marrone, D., Fassnacht, C., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 767
- Higgins, R., Kabanovic, S., Pabst, C., et al. 2021, *Astronomy & Astrophysics*, 652, 23
- Hodge, J. A., da Cunha, E., Kendrew, S., et al. 2025, *ApJ*, 978, 165
- Högbom, J. A. 1974, *A&AS*, 15, 417
- Holland, W. S., Robson, E. I., Gear, W. K., et al. 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 303, 659
- Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., & Kereš, D. 2008, *ApJS*, 175, 356
- Kade, K. 2025, PhD thesis, Chalmers University of Technology, Sweden
- Kaviraj, S., Devriendt, J., Dubois, Y., et al. 2015, *MNRAS*, 452, 2845
- Keeton, C. R. & Kochanek, C. S. 1998, *ApJ*, 495, 157
- Kelsey, V., Riley, S., & Minschwaner, K. 2022, *Atmos. Meas. Tech.*
- Lagache, G., Cousin, M., & Chatzikos, M. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 609, A130
- Las Cumbres Observatory. 2023, Redshift, <https://lco.global/spacebook/light/redshift/>, Hämtad: 2026-05-13
- Lee, L. L., Förster Schreiber, N. M., Herrera-Camus, R., et al. 2025, *Astronomy & Astrophysics*, 701, A260
- Leroy, A. K., Schinnerer, E., Hughes, A., et al. 2021, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 257, 43
- Loeb, A. & Furlanetto, S. R. 2013, *The First Galaxies in the Universe* (Princeton, New Jersey: Princeton University Press)
- MacGregor, M. 2017, Introduction to Radio Interferometry, https://science.nrao.edu/facilities/alma/naasc-workshops/nrao-cd-jhu18/Interferometry_Basics.pdf, Hämtad: 2026-05-13
- Madau, P. & Dickinson, M. 2014, *ARA&A*, 52, 415
- Mörtsell, E. 2017, Gravitational lensing – the history, <https://staff.fysik.su.se/~edvard/Cosmology/Gravitational%20lensing.pdf>, University of Stockholm. Hämtad: 2026-05-13
- Naidu, R. P., Oesch, P. A., Brammer, G., et al. 2026, *The Open Journal of Astrophysics*, 9, 56033
- Nightingale, J., Hayes, R., Kelly, A., et al. 2021, *The Journal of Open Source Software*, 6, 2825

- Nightingale, J. W., Dye, S., & Massey, R. J. 2018, MNRAS, 478, 4738
- Reynolds, J. 2023, Radio Astronomy Fundamentals, https://www.atnf.csiro.au/research/radio-school/2023/RS2023-RadioAstronomyFundamentals_JReynolds.pdf, RAS, Narrabri. Hämtad: 2026-05-13
- Rizzo, F., Kohandel, M., Pallottini, A., et al. 2022, A&A, 667, A5
- Rizzo, F., Vegetti, S., Powell, D., et al. 2020, Nature, 584, 201
- Ryden, B. S. 2017, Introduction to Cosmology, 2nd edn. (New York: Cambridge University Press)
- Schneider, P. 2006, Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction (Berlin, Heidelberg: Springer)
- Spilker, J. S., Aravena, M., Phadke, K. A., et al. 2020, ApJ, 905, 86
- Thompson, A. R., Moran, J. M., & Swenson, G. W. J. 2017, Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy, 3rd edn., Astronomy and Astrophysics Library (Springer Cham)
- Tong, D. 2019, Cosmology, <https://www.damtp.cam.ac.uk/user/tong/cosmo/cosmo.pdf>, University of Cambridge. Hämtad: 2026-05-13
- Wambsganss, J. 1998, Living Reviews in Relativity, 1, 12
- Wang, Z., Bovik, A., Sheikh, H., & Simoncelli, E. 2004, IEEE Transactions on Image Processing, 13, 600
- Wilson, T. L., Rohlfs, K., & Hüttemeister, S. 2013, Tools of Radio Astronomy, 6th edn., Astronomy and Astrophysics Library (Springer Berlin, Heidelberg)

INSTITUTIONEN FÖR något ämne
CHALMERS TEKNISKA HÖGSKOLA
Göteborg, Sverige
www.chalmers.se



CHALMERS