T.C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

DOKTORA TEZİ

GALAKSİ MORFOLOJİSİ – YOĞUNLUK İLİŞKİSİNİN EVRİMİ

Fuat Korhan YELKENCİ

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

Danışman

Prof. Dr. Yüksel KARATAŞ

II. Danışman

Doç. Dr. Christophe BENOIST

Şubat, 2015

İSTANBUL

Bu çalışma 16/02/2015 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astronomi ve Uzay Bilimleri programında Doktora Tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi:

Prof. Dr. Yüksel KARATAŞ (Danışman)
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Nihal ERCAN
Boğaziçi Üniversitesi
Fen – Edebiyat Fakültesi

Doç.Dr. Hasan Esenoğlu
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Talat SAYGAÇ
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Selim SELAM
Ankara Üniversitesi
Fen Fakültesi

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliğinin 27271 numaralı Doktora Tez projesi ile desteklenmiştir.

ÖNSÖZ

Bu tez çalışması boyunca baştan sona beni her türlü koşulda destekleyen ilk danışman Hocam Sayın Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI'ya teşekkürlerimi sunarım.

Zor ve son anlarda bana kuvvet veren tez danışman Hocam Sayın Prof. Dr. Yüksel KARATAŞ'a teşekkürü bir borç bilirim.

Tez çalışmam boyunca benden kaynaklı her türlü problemi hoşgörüyle karşılayan, tezimi dünya standartlarında tutmaya çalışan ve bana her zaman ışık tutmaya devam edecek olan II. danışman Hocam Nice Gözlemevi (Fransa)'den Doç. Dr. Christophe BENOIST'e minnettarım.

Tez çalışmalarım sırasında ikinci danışmandan farksız olan ve bana her zaman her konuda hep destek olan sevgili dostum Araş. Gör. Dr. Sinan Aliş'e ne kadar teşekkür etsem azdır.

Her zaman desteğini hissettiğim Sayın Hocam Prof. Dr. Füsun LİMBOZ'a teşekkürlerimi sunarım.

Çalışmalarım boyunca benden hiçbir şeyi esirgemeyen ve bana her zaman destek olan Sevgili Annem M. Nuray Sağırosmanoğlu'na ve Babam H. Derya Sağırosmanoğlu'na şükranlarımı sunuyorum.

Sevgili eşim Yrd. Doç. Dr. Ayşegül F. Yelkenci'ye sevgilerimi sunuyorum. Onsuz bu tezi başaramazdım.

Bu tezi, tüm tez aşamasını en sıcak ve en güvenli yerden seyredip heyecanla bitmesini bekleyen Sevgili Kızım F. Mina Yelkenci'ye adıyorum.

Bu tez çalışması, çalışmanın yapılması boyunca; 108T226 numaralı TÜBİTAK EVRENA projesi, 1059B141100066 numaralı TÜBİTAK 2214 Yurt-dışı Doktora Araştırma Bursu, İstanbul Üniversitesi BAP – 27271 doktora bursu ve Nice Gözlemevi – Lagrange Laboratuvarı (Fransa) tarafından desteklenmiştir.

Şubat 2015 Fuat Korhan Yelkenci

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

ÖNSÖZ ..... **i**
İÇİNDEKİLER ..... **ii**
ŞEKİL LİSTESİ ..... **iv**
TABLO LİSTESİ ..... **vii**
SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ ..... **viii**
ÖZET ..... **x**
SUMMARY ..... **xi**
1. GİRİŞ **1**
2. GENEL KISIMLAR **3**
2.1. GALAKSİLERİN GENEL ÖZELLİKLERİ 3
2.1.1. Galaksilerin Işınım Gücü ve Boyutları 5
2.1.2. Galaksilerin Kütlesi 6
2.2. GALAKSİ MORFOLOJİSİ 7
2.2.1 Hubble Sınıflandırması 8
2.2.2 Eliptik Galaksiler 9
2.2.3 Spiral Galaksiler 11
2.2.4 Düzensiz Galaksiler 14
2.2.5 Merceksi Galaksiler 14
2.3. YENİ NESİL SINIFLANDIRMA YÖNTEMLERİ 15
2.3.1 Parametrik Yaklaşımlar 15
2.3.2 Parametrik Olmayan Yaklaşımlar 18
2.3.3 Galaksilerin Renk Dağılımları 19
2.4. GALAKSİLERİN BULUNDUĞU ORTAMLAR 21
2.4.1 Çevre Etkisi 21
2.4.2 Galaksilerin Evrimi 26
2.4.3 Galaksi Grupları ve Kümeleri 27
2.4.4 Kümelerde Evrim Süreçleri 30
2.5. GALAKSİ MORFOLOJİSİ – YOĞUNLUK İLİŞKİSİ 37

2.5.1 Morfoloji–Yoğunluk İlişkisinin Evrimi 41
3. MALZEME VE YÖNTEM 49
3.1. CFHTLS MEGACAM KAMERASI VE VERİSİNİN ÖZELLİKLERİ 50
3.2. GALAKSİLERİN YÜZEY PARLAKLIK PROFİLLERİNİN ANALİTİK OLARAK ÇÖZÜMLERİ 54
3.3. GALFIT PROGRAMI 55
3.3.1 GALFIT için gerekli başlangıç parametreleri ve girdi dosyasının hazırlanması 58
3.3.2 Görüntülerin Oluşturulması ve Başlık (Header) Bilgisinin Kullanılması 59
3.3.3 SExtractor ve PSFEx Programları ile PSF Görüntülerinin Oluşturulması 62
3.3.4 Görüntülerin Maskelerinin Oluşturulması 65
3.4. GENEL ALGORİTMA 67
3.5. YOĞUNLUK HESABI 71
4. BULGULAR 72
4.1. GALFIT ÇIKTILARI VE CFHTLS W1 ALANINDAKİ GALAKSİLERİNİN ÖZELLİKLERİ 72
4.1.1. Renk – Kadir Diyagramları 72
4.1.2 Morfolojik Tiplerin Fotometrik Kırmızıya Kayma (z) dağılımları 77
4.2. KIRMIZIYA KAYMASI 0 İLE 0.8 ARASINDAKİ GALAKSİLERİN MORFOLOJİ – YOĞUNLUK İLİŞKİLERİ 84
4.3. MORFOLOJİ–YOĞUNLUK İLİŞKİSİNİN EVRİMİ 94
5. TARTIŞMA VE SONUÇ 97
KAYNAKLAR 101
EKLER 108
EK – 1 108
EK – 2 109
EK – 3 110
ÖZGEÇMİŞ 111

ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

Şekil 2.1: Galaksilerin dönme profili (Rubin 1980). 6

Şekil 2.2: Hubble galaksi sınıflaması; Çatal diyagramı olarak da adlandırılan Hubble galaksi sınıflandırması (Kormendy ve Bender, 1996). 8

Şekil 2.3: Eliptik ve merceksi galaksi türleri (NASA, ESA, STScI/AURA, ESO/Digital 10

Şekil 2.4: NGC 4472 eliptik galaksisinin yüzey parlaklık profili 11

Şekil 2.5: Spiral ve düzensiz galaksi örnekleri (NASA/JPL/Caltech/Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, ESA, ESO). 12

Şekil 2.6: Sersic profilleri (Peng, 2003) 17

Şekil 2.7: Renk-parlaklık diyagramında $0.01 \leq z \leq 0.08$ olan galaksilerin yoğunlukları 20

Şekil 2.8: Eliptikler, mavi eliptikler ve kırmızı spiraller için elde edilen morfoloji-yoğunluk ilişkisi (Bamford ve diğ., 2009). 22

Şekil 2.9: Abell 2125 kümesindeki C153 galaksisinde gaz soyulması etkisi. 23

Şekil 2.10: CL 0024+1654 kümesindeki galaksilerin renk dağılımı 24

Şekil 2.11: Kompakt galaksi grubu Stephens Quintet (sol panel) ve galaksi 28

Şekil 2.12: Kümelerin morfolojik sınıflandırması (Rood ve Sastry, 1971). 29

Şekil 2.13: Bir galaksi kümesinin merkezine düşmekte olan bir 35

Şekil 2.14: Kümelerde Butcher-Oemler etkisi (Rakos ve Schombert, 1995). 36

Şekil 2.15: Galaksi morfolojisi–yoğunluk ilişkisi (Dressler, 1980). 41

Şekil 2.16: Farklı kırmızıya kaymalarda öngörülen yoğunluğa 43

Şekil 2.17: Farklı galaksi tiplerinin $z \sim 1$ için 44

Şekil 2.18: Morfoloji (E ve S0 oranı: f_{E+S0}) – yoğunluk ilişkisinin evrimi (Smith ve diğ. 2005, Postman ve diğ., 2005) 45

Şekil 2.19: Dört farklı yoğunluk için erken tip galaksi oranının kırmızıya kayma ile evrimi. İçi boş noktalar önceki çalışmalarından alınan verileri, içi dolu noktalar Capak ve diğ., (2007) verilerini göstermektedir. 46

Şekil 2.20: $4 \times 10^{10} M_{\odot}$'den daha kütleli galaksiler için 47

Şekil 3.1: CFHT-LS taramasının derin (deep) ve geniş (wide) alanlarının gökyüzü pozisyonları. Geniş alanlar (W1, W2, W3, W4) ve derin alanlar (D1, D2, D3, D4)..... 49

Şekil 3.2: CFHTLS taraması için kullanılan 50

Şekil 3.3: Kanada-Fransa-Hawaii Teleskobu kubbesi (sol panel) ve 3.6m'lik teleskop 51

Şekil 3.4: 72 (8x9 derece karelik) adet 52

Şekil 3.5: CFHTLS W1 alanında "i" bandındaki 16<i<23 görünen kadir aralığındaki galaksilerin dağılımı. 53

Şekil 3.6: GALFIT bilgi çıktı dosyası "fit.log" un örnek içeriği. Sersic indisi ve programın..... 57

Şekil 3.7: GALFIT görüntü bloğu. 0. panel boş görüntüdür (burada gösterilmemiştir). Sol panelde örnek bir galaksi görülmektedir. Orta panelde bu galaksi için GALFIT programının vermiş olduğu model gösterilmektedir. Sağ panelde ise model ile gözlem arasındaki fark (artık görüntü) verilmiştir. 57

Şekil 3.8: GALFIT girdi dosyasının örnek görüntüsü. 59

Şekil 3.9: 1 derece karelik orjinal görüntüden elde edilen kesik galaksi görüntüsü. Bu kesik görüntü GALFIT programına galaksinin görüntü dosyası olarak verilir. 61

Şekil 3.10: Cisim üzerindeki PSF etkisinin CCD 62

Şekil 3.11: W1 alanındaki bir bölgeye ait örnek bir bileşik 63

Şekil 3.12: W1 alanındaki bölgelerden birinin bir parçasındaki PSF'in görüntüsü. 64

Şekil 3.13: Örnek bir galaksi görüntüsü. Görüntü üzerinde yıldız, yıldız izi ve galaksiler 65

Şekil 3.14: Maskeleme. 1. görüntü ortasında bulunan galaksinin çevresindeki tüm cisimler maskelenmiştir. 2. görüntüde yıldız ve yıldız izi bulunmaktadır. 3. görüntü birinci ve ikinci görüntülerin birleşmesinden oluşan toplam maskedir. 66

Şekil 3.15: Program algoritması akış diyagramı. 68

Şekil 3.16: 3 farklı cisim için örnek GALFIT çıktı sonuçları. 70

Şekil 4.1: 557386 galaksinin Sersic indisine ve LePHARE programından gelen tiplerinden oluşturulan renk – kadir diyagramı (düzeltme öncesi). $n < 2.5$ olan galaksiler mavi, $n \geq 2.5$ olanlar kırmızı, $n = 20$ açık mavi olarak verilmiştir. 73

Şekil 4.2: 557386 galaksinin Sersic indisine ve LePHARE programından 74

Şekil 4.3: 214427 galaksinin Sersic indisine ve LePHARE programından 75

Şekil 4.4: 214427 galaksinin renk dağılımları. 76

Şekil 4.5: 214427 galaksinin z-dağılımları (photo-z). Kırmızı çizgi ile gösterilen dağılımlar Sersic indis $n \geq 2.5$, mavi ile gösterilen dağılımlar $n < 2.5$'dir. Belirli kırmızıya kayma aralıklarında kaç galaksi olduğu parantez içinde belirtilmiştir. 78

Şekil 4.6: 214427 galaksinin LePHARE morfolojik tiplerine göre z-dağılımları (photo-z). Belirli kırmızıya kayma aralıklarında kaç galaksi olduğu parantez içinde belirtilmiştir... 79

Şekil 4.7: 214427 galaksinin parlaklık sınıflarına göre z-dağılımları. 80

Şekil 4.8: 214427 galaksinin şişkin bölgeye sahip ya da disk olmasına göre z-dağılımları. Mavi (blue) dağılım disk olanlar, kırmızı (red) şişkin bölgeye sahip olanlar. Siyah çizgiler ile gösterilen dağılım mavi ve kırmızı dağılımın toplamıdır. 81

Şekil 4.9: LePHARE morfolojik tipleri için Sersic indisine göre galaksilerin sayı dağılımları.. 82

Şekil 4.10: Farklı kırmızıya kayma aralıkları için Sersic indislerine göre galaksilerin sayı dağılımları. 83

Şekil 4.11: $0 < z \leq 0.1$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 85

Şekil 4.12: $0.1 < z \leq 0.2$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 86

Şekil 4.13: $0.2 < z \leq 0.3$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 87

Şekil 4.14: $0.3 < z \leq 0.4$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 88

Şekil 4.15: $0.4 < z \leq 0.5$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 89

Şekil 4.16: $0.5 < z \leq 0.6$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 90

Şekil 4.17: $0.6 < z \leq 0.7$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 91

Şekil 4.18: $0.7 < z \leq 0.8$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 92

Şekil 4.19: $0 < z \leq 0.7$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi. 93

Şekil 4.20: Erken tip galaksiler için morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi (Erken tip galaksi oranının kırmızıya kayma ile farklı yoğunluktaki ortamlar için değişimi)..... 95

Şekil 4.21: Erken tip galaksiler için morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi (Erken tip galaksi oranının kırmızıya kayma ile Capak ve diğ., (2007)'de verilen yoğunluklara göre değişimi). 96

TABLO LİSTESİ

Sayfa No

Tablo 2.1: Eliptik galaksilerin özellikleri (Schneider 2006). 10

Tablo 2.2: Spiral galaksilerin özellikleri (Schneider 2006). 13

Tablo 2.3: Galaksi tiplerinin farklı ortamlardaki yüzde oranları (Keel, 2012). 21

Tablo 3.1: CFHTLS taraması gökyüzü koordinatları. Derin D1, geniş W1 alanı içerisinde, derin D3, W3 alanı içerisinde gözlenmiştir. D2 ve D4, geniş (W) alanların haricinde alınmıştır. 50

SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

Simgeler	Açıklama
n	**:** Sersic indisi
r_e	**:** Etkin yarıçap
z	**:** Kırmızıya kayma
Σ	**:** Toplam
kpc	**:** Kiloparsek
Mpc	**:** Megaparsek
Mpc^2	**:** Megaparsek kare
Gyıl	**:** Gigayıl
L	**:** Işınım gücü
$L_\odot$	**:** Güneş'in ışınım gücü
$M_\odot$	**:** Güneş'in kütlesi
M_G	**:** R yarıçapı içerisinde kalan galaksi kütlesi
M_B	**:** Mutlak parlaklık
M_{gaz}	**:** Gazın kütlesi
M_{top}	**:** Toplam kütle
V	**:** Yörünge hızı
G	**:** Evrensel çekim sabiti
R	**:** Yarıçap
D_{25}	**:** Yüzey parlaklığının 25 kadir/$yaysan^2$
SN	**:** Görünür parlaklıkla ilişkili frekans ölçüsü
Vmaks	**:** Maksimum dönme hızı
B-V	**:** B-V renk indeksi
μ_0	**:** Diskin merkezi yüzey parlaklığı
Σ_e	**:** Etkin yarıçaptaki yüzey parlaklığı
r_e	**:** Etkin yarıçap
Σ_r	**:** Yüzey parlaklığı
$M_\star$	**:** Bir yıldız kütlesi
N	**:** Yarıçap içerisindeki galaksi sayısı
N_G	**:** Galaksi sayısı
Σm	**:** Galaksi sayısı
D	**:** Yarıçap
K	**:** Kelvin
i	**:** i bandı
r	**:** r bandı
A	**:** Balmer çizgisi gösteren galaksiler (E+A)
χ^2	**:** Ki - kare
a	**:** Yarı büyük eksen uzunluğu

b : Yarı küçük eksen uzunluğu
Ω_e : omega (einstein)
Ω_Λ : omega lamda
Ho : Hubble sabiti
h^{-1} : Hubble sabitinin belirsizliği (0.5 – 0.75)
dz : Kırmızıya kaymadaki hata

Kısaltmalar Açıklama

BCD : Mavi kompakt cüce galaksiler
cE : Kompakt eliptikler
dE : Cüce eliptikler
E : Eliptik galaksiler
S0 : Merceksi galaksiler
sp : Spiral galaksiler
Irr : Düzensiz galaksiler
cD : Aşırı parlak galaksiler
dSph : Cüce sferoidler
Sa-Sb-Sc : Normal spirallerin sırası
SBa-SBb-SBc : Çubuklu spirallerin sırası
NN : Sinir ağı
ICL : Küme içi ışık
ICM : Küme içi ortam
Fs-Cs-Ls-Bs : Küme sınıflaması
HST : Hubble Uzay Teleskobu
CFHTLS : Canada France Hawaii Telescope Legacy Survey
CFHT : Canada France Hawaii Telescope
W : Geniş (Wide)
D : Derin (Deep)
SDSS : Sloan sayısal gökyüzü taraması
FITS : Flexible image transport system
K1 : Fotometrik kırmızıya kayma kataloğu
K2 : Cisim kataloğu
PSF : Nokta dağılım fonksiyonu
LDAC : Leiden veri analizi merkezi

ÖZET

DOKTORA

GALAKSİ MORFOLOJİSİ–YOĞUNLUK İLİŞKİSİNİN EVRİMİ

Fuat Korhan YELKENCİ

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri

Danışman : Prof. Dr. Yüksel KARATAŞ

II. Danışman : Doç. Dr. Christophe BENOIST

Galaksi morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimsel olarak incelenmesi, kozmik zaman ölçeklerinde galaksilerin çevrelerinden nasıl etkilendiğinin, oluşum ve evrimlerinin nasıl değiştiğinin anlaşılması açısından oldukça önemlidir.

Bu çalışmada galaksilerin morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi farklı kırmızıya kayma değerleri için istatistik olarak araştırılmıştır. Bunun için CFHTLS (Canada-France-Hawaii-Telescope Legacy Survey) gökyüzü taramasının W1 bölgesi verileri kullanılarak "ugriz" bantlarında ~1350000 galaksi incelenmiştir. Analizlerde kullanılmak üzere otomatik algoritma içeren GALFIT ve literatürdeki bazı programlarla entegre olarak çalışabilen ve paralel hesaplama mimarisinde özgün bir bilgisayar programı yazılmıştır. Bu sayede yaklaşık 215000 galaksinin morfolojik tanımlaması yapılmış, bulundukları ortamdaki sayı yoğunlukları hesaplanmıştır. z ~ 1'e kadar küme ve alan galaksileri için morfoloji – yoğunluk ilişkisi ortaya konulmuş ve bu ilişkilerin farklı yoğunluklu ortamlar için kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak nasıl değiştiği incelenmiştir.

Elde edilen sonuçlarda E-S0 sınıfı erken tip galaksiler için morfoloji – yoğunluk ilişkisinin az yoğun ortamlarda beklendiği gibi belirgin bir değişim göstermediği ancak daha yoğun ortamlarda kozmik zaman ile eliptik galaksilerin oranın arttığı görülmüştür.

Şubat 2015, 122 sayfa

Anahtar kelimeler: Galaksi, galaksi evrimi, galaksi morfolojisi, morfoloji – yoğunluk ilişkisi

SUMMARY

Ph.D. THESIS

EVOLUTION OF THE GALAXY MORPHOLOGY – DENSITY RELATION

Fuat Korhan YELKENCİ

İstanbul University

Institute of Graduate Studies in Science and Engineering

Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor : Prof. Dr. Yüksel KARATAŞ

Co-Supervisor : Assoc. Prof. Dr. Christophe BENOIST

It is important to examine the evolution of galaxy morphology – density relation of galaxies in order to understand how the galaxies are effected by their environment, how their formation and evolution vary with the cosmic time.

In this work evolution of the galaxy morphology – density relation is investigated statistically for a large range of redshifts. W1 region of the Canada-France-Hawaii-Telescope Legacy Survey data are used. A total of ~1350000 galaxies are examined in ugriz bands. An authentic computer program with an automated algorithm and parallel computing structure is coded which can operate with integration of GALFIT and some other programs in the literature. With the aid of this tool, morphological classification of ~215000 galaxies have been carried out and the galaxy density around those galaxies have been computed. Morphology – density relation for cluster and field galaxies have been derived for up to $z \sim 1$ and evolution of this relation is given as a function of redshift for different density environments.

Our results show that morphology – density relation shows a little evolution in low density environments for E-S0 class early type galaxies while in higher density environments early type fraction increases with cosmic time.

February 2015, 122 pages

Keywords: Galaxies, evolution of galaxies, morphologies of galaxies, morphology – density relation

1. GİRİŞ

Geniş ölçekte Evrene baktığımızda, galaksiler ve galaksi kümeleri evrenin yapıtaşlarıdır. Galaksilerin evrene nasıl dağıldıklarının, evrimleri boyunca nasıl bir yol izlediklerinin ve çevreleriyle nasıl etkileştiklerinin anlaşılması evreni anlamamıza yardımcı olmaktadır. Gelişen teleskoplar ve alıcılar sayesinde, artık evrenin daha derin bölgelerine daha yüksek çözünürlükte bakılabilmektedir. Ayrıca pek çok farklı gökyüzü tarama projesi de, geniş bir gökyüzü alanında çok sayıda farklı cismi çalışmamıza imkan sağlamıştır. Bu açıdan galaksilerin, evrenin daha eski zamanlarından günümüze kadar nasıl bir evrim sürecinden geçtiği, galaksilerin morfolojik (şekilsel) yapılarının nelerden etkilendiği, galaksilerin gaz ve toz içeriği, galaksilerdeki yıldız oluşumlarının nasıl değiştiği, galaksilerin çevreleriyle olan etkileşimleri, galaksi kümeleri ve küme galaksilerin özelliklerinin anlaşılması güncel olarak çalışılan konulardır. Özellikle galaksilerin yoğun bölgelerde nasıl evrimleştikleri, yıldız oluşumlarının neden durduğu, çevrelerinden nasıl etkilendikleri hâlâ tam olarak açıklanamamıştır.

Morfoloji – yoğunluk ilişkisi, galaksilerin morfolojik tipleri (Hubble tipleri) ile galaksilerin bulundukları ortam arasındaki gözlemsel olarak hesaplanmış bir ilişkidir. Morfoloji – yoğunluk ilişkisinin evrimsel açıdan farklı kırmızıya kayma (z) değerleri için değişiminin araştırılması; galaksilerin oluşum ve evrimlerinin anlaşılmasında, galaksilerin bulundukları çevre ile olan etkileşimlerinin belirlenmesinde, galaksilerde yıldız oluşumu ve sonlanması mekanizmalarının açıklanmasında önemli bir yol göstericidir.

Bu çalışmada, 2003 – 2009 yılları arasında gerçekleştirilen CFHTLS (Canada-France-Hawaii-Telescope Legacy Survey) projesi kapsamında elde edilen veriler kullanılmıştır. Bu verilerden CFHTLS W1 alanında kırmızıya kayması $0.2 < z < 1.3$ aralığındaki ~ 1 milyon 350000 galaksi ugriz bantlarında incelenmiştir. Analizlerde kullanılmak üzere otomatik algoritma içeren, GALFIT ve literatürdeki bazı programlarla entegre olarak çalışabilen ve paralel hesaplama mimarisinde özgün bir bilgisayar programı yazılmıştır. Bu sayede yaklaşık 215000 galaksinin ($z \sim 1$'e kadar) morfolojik tipleri ve ortam

yoğunlukları, otomatik bir algoritma yardımıyla elde edilmiştir. Küme ve alan galaksileri için morfoloji – yoğunluk ilişkisi ve bu ilişkinin kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak evrimi incelenmiştir.

Galaksilerin morfolojik sınıflandırılması, morfoloji – yoğunluk ilişkisi ve bu ilişkinin evrimi genel kısımlarda açıklanmıştır. Ayrıca galaksi morfolojisinin belirlenmesinde kullanılan yaklaşımlar ve farklı yöntemler de genel kısımlarda verilmektedir.

Analizlerde çok sayıdaki galaksiyi otomatik olarak inceleyebilmek için literatürde sıklıkla kullanılan ve galaksilerin yüzey parlaklık profillerini modelleyen GALFIT programı seçilmiştir. Programın model yaklaşımındaki analitik özellikleri ve kullanılmasındaki kolaylık ve zorluklar yöntem kısmında sunulmuştur. İncelenen galaksilerin sayıca fazla olması nedeniyle, her biri için 5 bantta morfolojik özelliklerinin belirlenmesinde, paralel hesaplama yapabilen algoritmalara ihtiyaç duyulmuştur. Bunun için küme bilgisayarlarda (cluster) çalışabilen paralel programlar geliştirilmiştir. Geliştirilen programlar, açık kaynak kodlu paralel hesaplama yönetim sistemi olan "OAR mimarisi" üzerinde çalıştırılmıştır.

Tezin bulgular kısmında CFHTLS galaksilerinin daha önceden Le PHARE programı ile elde edilmiş morfolojileri ile yeni bulunan morfolojiler karşılaştırılmıştır. Morfolojik tipleri belirlenen 215000 galaksiden küme üyesi ve alan galaksilerine ait morfoloji – yoğunluk ilişkileri kurulmuş ve bu ilişkinin farklı yoğunluktaki ortamlar için kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak nasıl değiştiği de değerlendirilmiştir.

Erken tip galaksiler için, morfoloji – yoğunluk ilişkisinin, az yoğun ortamlarda bir evrim göstermediği ancak çok yoğun ortamlar ya da kümeler için yakın kırmızıya kayma değerlerine doğru erken tip oranının giderek arttığı, tezin sonuçlar kısmında tartışılmıştır. Ayrıca otomatik morfoloji bulma algoritmalarında karşılaşılan durumlar, GALFIT programının yeterliliği, verilerin çözünürlüğü de tezin sonuçlar kısmında irdelenmiştir.

2. GENEL KISIMLAR

2.1. Galaksilerin genel özellikleri

Galaksimizin merkezinden 8.33 ± 0.35 kpc (Gillessen, 2009) uzaklıkta bulunan Güneş, tıpkı diğer yıldızlar gibi galaksinin içindeki yörüngesinde dolanmaya devam etmektedir. Milyarlarca yıldız ile birlikte yıldız kümesi, bulutsu, gaz, toz ve karanlık maddeden oluşan bu dev yapı, aslında evrenimizdeki milyarlarca galaksiden sadece biridir. Galaksimizin yalnız olmadığı ve diğer galaksilerin varlığı 1920'lerde anlaşılmıştır. Bu tarihten önce galaksiler, bulutsu (nebula) kataloglarında yer almışlardır. Yirminci yüzyılın başlarında modern teleskopların ve fotoğrafik alıcıların gelişmesiyle elde edilen daha iyi görüntülerde bu bulutsuların bazılarının içerisinde yıldızlar olduğu görülmüştür. O dönemde yeni kurulan Mount Wilson Gözlemevi'ndeki 100 inçlik (2.5m) teleskobu kullanan Edwin Hubble, Andromeda Bulutsusu'ndaki değişen yıldızları bulabilmiştir. Daha sonra bu yıldızların uzaklıklarını tayin ederek Andromeda'nın bir bulutsu yerine başka bir galaksi olması gerektiğini söylemiştir. Hubble galaksileri sınıflandıran şemasını 1936'da "The Realm of the Nebulae" isimli kitabında ortaya koymuştur. Daha sonra yapılan eklemelerle Hubble'ın sınıflandırma sistemi halen günümüzde kullanılmaktadır. Hubble üç temel galaksi tipi belirlemiştir: eliptikler (E), merceksiler (S0) ve spiraller (Sp); dördüncü bir grup olarak günümüzde kullanılan ve hiç bir gruba dahil edilemeyen, düzensiz (Irr) galaksiler (Sparke ve Gallagher, 2007).

Galaksilerin, yıldız kümesi boyutlarındaki cüce galaksilerden dev eliptiklere kadar çok çeşitli şekillerde ve boyutlarda oldukları görülmüştür. Bu durum, galaksi morfolojilerinin çok çeşitli olmasının, galaksilerin karmaşık evrimsel süreçlerinin ve galaksilerin çevrelerinden etkilendiklerinin bir yansıması olarak görülebilir. Genel olarak, galaksiler nadiren yalnız bulunurlar, çoğunlukla grup, küme ve hatta süper kümeler içerisinde yer alma eğilimine sahiptirler.

İstatistik olarak bakıldığında, galaksilerin çoğunluğu daha büyük sistemlerin etrafında yörüngede bulunan cüce eliptikler ve cüce düzensiz sistemlerdir. Genel olarak eliptik

sistemler toz ve gazdan yoksun, yaşlı kırmızı yıldızları barındıran sistemlerdir. Düzensiz sistemler ise tam aksine toz ve gaz bakımından zengin, yıldız oluşumu ile parlarlar. Dev galaksiler, hem eliptik hem de düzensiz şekillerde olabildikleri gibi spiral galaksiler şeklinde de olabilirler. En büyük eliptik galaksilerde, gaz ve toz içeriği fakir olup kırmızı yıldız popülasyonları görülürken, spiral ve düzensiz galaksiler genellikle gaz ve tozca zengin ve yıldız oluşumları devam etmektedir.

Galaksilerde tozun olup olmaması, daha çok kırmızı yıldız barındırmaları ya da yıldız oluşumunun devam etmesi arasındaki farklar evrimsel geçmişlerini göstermektedir. Bir sistem, yıldızları oluşturabileceği belli miktarda gaz ve toz ile başlar ve evrimini devam ettirir. Çoğu durumda yıldız oluşumu için gerekli bu başlangıç miktarı, gaz ve toz tarafından diğer küçük sistemlerden toplananlarla artırılır. Sonuçta galaksiler yıldız oluşumu için gerekli malzemeyi tüketirler ve mevcut tüm yıldızlar yaşlanmaya başlar. Mavi yıldızların bu erken ölümü, yeni yıldız oluşumu olmayan galaksilerde sürekli olarak kırmızı yıldız popülasyonunun artmasına sebep olmaktadır. Gaz ve tozun tüketimi galaksi çarpışmaları sırasında artabilir; galaksinin içindeki maddeyi sıkıştırılabilir veya çarpan galaksinin merkezine doğru madde yönlendirilebilir. Sıkıştırılan gaz yıldız oluşumu ile patlarken, merkeze giden malzeme kısmen galaksinin merkezi karadeliğine düşerken kısmen yeni yıldızlar oluşturabilir. Çarpışma bittikten sonra, yeni jenerasyon yıldızları oluşturacak az miktarda gaz ve toz kalabilir veya hiç kalmayabilir.

Spiral, eliptik veya düzensizşekilde (çarpışan galaksiler de düzensiz galaksilerin özel bir halidir) galaksiler görmenin yanı sıra, galaksilerin çok çeşitli özellikleri de gözlenebilmektedir. Eliptik galaksiler rastgele dolanan yıldızlar topluluğu gibi dururken, spiral galaksiler merkezlerinden geçen çubuk, yıldız oluşumu olan halkalar, burulmuş diskler ve benzeri pek çok ilginç özellik göstermektedir. Bu sıradışı durumlar genellikle farklı galaksiler arasındaki kütleçekimsel etkileşimlerin sonucu olarak ortaya çıkmaktadır.

Galaksileri tamamen anlayabilmek için, tüm bu morfolojik özelliklerini anlamak önemlidir. Aynı zamanda bu özelliklerin, kırmızıya kayma ve galaksinin çevresiyle olan etkileşiminden nasıl etkilendiğinin araştırılması gereklidir.

2.1.1. Galaksilerin Işınım Gücü ve Boyutları

Bir galaksinin gözlenebilir temel karakteristik özelliklerinden ilk ikisi radyal boyutu ve ışınım gücüdür. Ancak bu temel özellikleri ölçmek kolay değildir ve çoğu zaman galaksinin uzaklığının da belirlenmesini gerektirir. Galaksilerin genellikle keskin sınırları olmadığından toplam boyut veya toplam ışınım gücünün belirlenmesi de zordur. Galaksi görüntüsünün duyarlılığı arttıkça solarak yok olan galaksi kenarlarının yeri de değişebilmektedir.

Çapın ölçülmesinde kullanılan klasik yöntemde, galaksiden gelen toplam ışık büyük bir açıklık (aperture) içinde hesaplanır. Ölçülen toplam ışık, kullanılan açıklığın boyutundan bağımsız olmalıdır. Buna göre çap, toplam ışığın yarısını içine alan büyüklük olarak tanımlanır. Çok çeşitli boyutlarda galaksiler gözlenmektedir. Cüce eliptikler ve düzensizler birkaç kpc genişlikte olabilmektedir. Spiral galaksilerin diski ise 10-50 kpc arasındadır. Evrendeki en büyük galaksiler 200 kpc'e varan çapları ile dev eliptik galaksilerdir (Binney ve Merrifield, 1998).

Bir galaksinin ışınım gücü; uzaklığı ve görünür parlaklığından doğrudan çıkartılabilir. Boyutun yanı sıra yaygın bir cismin görünür parlaklığının ölçülmesi de kenara doğru parlaklık azalacağından kolay değildir. Bunu gidermek için iki yol izlenmektedir: İlkinde hiçbir ışığın kaçmayacağı kadar yeterince geniş bir açıklık içerisinden akının ölçülmesidir. Diğer bir yöntem ise çoğu galakside merkezden olan uzaklıkla beraber ışığın basit ve öngörülebilen bir yolla azaldığıdır. Bu yöntemle ışık dağılımının matematiksel bir modeli oluşturularak toplam parlaklık ve dolayısıyla ışınım gücü hesaplanır. Galaksilerin ışınım gücü aralığı çok geniştir. Dev eliptiklerin ışınım gücü $10^{11}L_{\odot}$ iken, Samanyolu'nun küçük uydularında $10^{5}L_{\odot}$'dir (Impey, 2012).

Bir galaksinin ışınım gücü ile galaksinin radyal boyutu arasında güçlü bir ilişki yoktur. Büyük boyutlu galaksiler cücelere göre daha çok ışık yaysalar da, boyutun bir fonksiyonu olarak toplam ışınım gücüne bakıldığında saçılma büyüktür. Tek bir tip galaksi söz konusu olduğunda galaksilerin kütlesi ile ışınım gücü arasındaki bağlantı daha önemlidir.

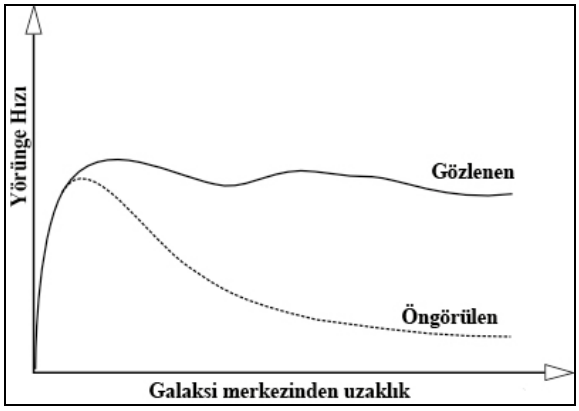
2.1.2. Galaksilerin Kütlesi

Bir galaksinin kütlesi ölçülmesi en zor olan temel özelliklerinden biridir. Bunun için galaksinin en dışlarında bulunan tek bir yıldızın yörüngesinin ölçülmesi yeterli iken, zor olan, dış taraflardaki bu tek yıldızın ışığının ölçülebilmesidir. Genellikle galakside yörüngede dolanan kalabalık bir grup cismin yörünge hızları ölçülür ve Kepler'in üçüncü kanunu kullanılarak, bu yörüngeler içerisinde kalan kütle hesaplanır.

$$M_G = \frac{RV^2}{G}$$

(R : cismin galaksi merkezine olan uzaklığı, V: yörünge hızı, G: evrensel çekim sabiti, M_G : R yarıçapı içerisinde kalan galaksi kütlesi)

Bu denkleme göre Güneş sistemindeki gezegenlerde olduğu gibi merkezden uzaklık arttıkça yörünge hızının azalması beklenir. Ancak Samanyolu ve başka galaksilerin de dönme eğrilerine bakıldığında, merkezden uzaklık arttıkça belli bir uzaklıktan sonra hızın sabit olduğu düz bir dönme profili gözlenmektedir (Şekil 2.1). Bu da galaksinin dış taraflarına doğru galaksinin kütlesinin artmaya devam ettiğini göstermektedir. Merkezden uzaklaştıkça ışınım yayan maddede azalma gözlediğimizden, bu düz dönme profili bir çeşit ışınım yaymayan karanlık maddenin varlığını işaret etmektedir.



Şekil 2.1: Galaksilerin dönme profili (Rubin 1980).

Bu düz dönme profili birçok galaksi tipinde gözlenmektedir ve günümüzde tüm galaksilerin karanlık maddeden oluşan bir haloya sahip oldukları düşünülmektedir

(Rubin 1980). Her galaksi aynı ışık ve toplam kütle oranına sahip değildir. Cüce eliptik galaksilerde toplam kütle-parlaklık oranı 100-1000 $M_{\odot}/L_{\odot}$ olabildiğinden en fazla karanlık madde oranına sahiptirler. Bununla birlikte spiral galaksilerde bu oran güneşinkinin 1-10 $M_{\odot}/L_{\odot}$ kadardır (Sparke ve Gallagher, 2007).

2.2. GALAKSİ MORFOLOJİSİ

Yakın geçmişte galaksi morfolojisi alanında birçok sebepten ötürü önemli gelişmeler yaşanmıştır. Bunlardan bazıları şunlardır (Wadadekar, 2012):

i. Morfoloji galaksilerin temel bir özelliğidir. Galaksi oluşumu ve evrimi ile ilgili herhangi bir teori, galaksilerin gözlenen dağılımını, çevrenin ve kozmik zamanın bir fonksiyonu olarak açıklamak durumundadır.

ii. Galaksi morfolojisi, galaktik yıldız oluşumu ve geçmişi ile son derece ilişkilidir. Milyarlarca yıl önce yıldız oluşumu durmuş bölgelerdeki galaksiler, bugün hala yıldız oluşumu devam eden bölgelerde bulunanlara kıyasla daha farklı morfolojilere sahiptirler. Bu yüzden galaksi morfolojisi, yıldız oluşum geçmişinin izlenmesi için ilk sıradadır.

iii. Modern dijital taramalar, yeni tip galaksilere ait güncel keşifleri artırırken, sayıca çok fazla galaksinin çalışılmasına imkan vermiştir.

iv. Artan veri yığının yanı sıra galaksi morfolojisinin otomatik ölçülmesi için nicel yöntemler geliştirilmiştir.

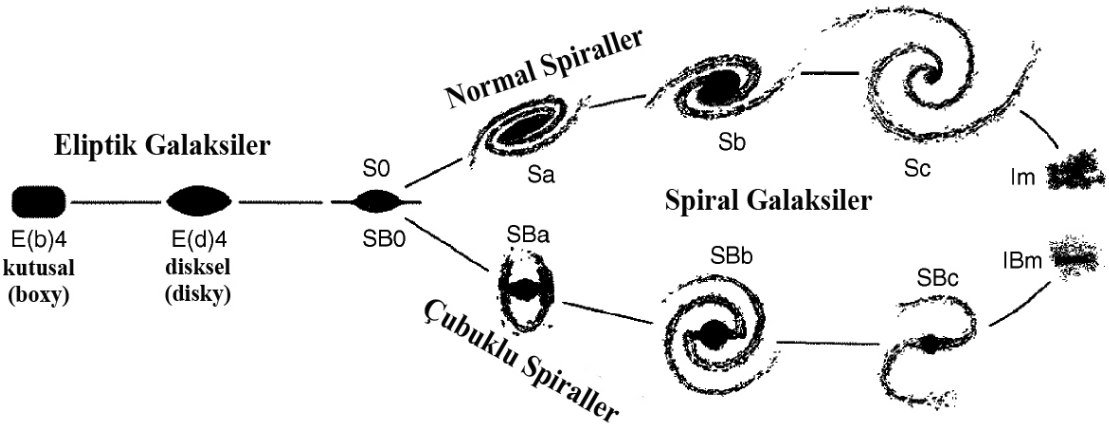
v. Milyonlarca galaksinin görsel olarak sınıflandırılmasında Galaxy Zoo[1] gibi bilimsel projeler ile devrim niteliğinde çalışmalar yapılmıştır. Galaxy Zoo projesi, galaksilerin sınıflandırılması işini birkaç uzmanın ayrıcalıklı çalışması olmaktan çıkarıp nitelikten ödün vermeden yüzbinlerce amatörün çalışması haline getirmiştir.

vi. Hubble Uzay Teleskobu yakın ve uzak galaksilerin çok yüksek çözünürlüklü görüntülerle çalışılmasına olanak sağlamıştır. Bu teleskopla yapılan derin alan taramaları, morfolojik çalışmaları, $z > 1$ ve daha ötesine taşımıştır.

[1] http://www.galaxyzoo.org

2.2.1 Hubble Sınıflandırması

Sınıflandırma işlemi, galaksilerin arasındaki morfolojik farklılıkları meydana getiren sebeplerin anlaşılması için ilk aşamadır. Edwin Hubble bazı bulutsu tiplerinin galaksi dışı doğasını ortaya koyduktan sonra, bu yeni galaksileri görünümlerine veya morfolojilerine göre sınıflandırmak için bazı tanımlamalar yapmıştır. Büyük bir görüntü seti kullanarak farklı cisimleri tiplerine göre sınıflandırmaya çalışmış ve bir tipten diğerine yumuşak geçişler gösteren yeni bir sistem oluşturmuştur (Şekil 2.2). Hubble, Samanyolu'nun ötesindeki bölgelerde yaptığı çalışmalarda üç temel galaksi tipi bulmuştur: Eliptik, Spiral ve Düzensiz Galaksiler. Birçok spiralin merkezi bir çubuk içerdiğini de söylemiştir. Belli bir süre boyunca Hubble sınıflamasının evrimsel bir sıraya işaret ettiği sanılmıştır. Bir başka ifade ile, spirallerin yavaşça gazlarını tükettikleri, yıldızların yaşlanıp söndüğü ve sonunda eliptik galaksiye dönüştüğü düşünülmüştür. Ancak spiraller yaşlı halo popülasyonlarına sahip olduğundan ve birçoğunun eliptikler kadar yaşlı olmasından ötürü bu teori doğru değildir. Eliptik ve S0 galaksileri erken tip galaksiler olarak adlandırılır ancak bu isimler evrimsel bir düzeni göstermemektedir (Wadadekar, 2012). Literatürde galaksi sınıflaması için birkaç başka öneri getirilmiş olsa da en çok kullanılan Sandage (1961) ve de Vaucouleurs (1959) tarafından revize edilerek genişletilmiş olan Hubble sınıflaması olmuştur.



Şekil 2.2: Hubble galaksi sınıflaması; Çatal diyagramı olarak da adlandırılan Hubble galaksi sınıflandırması (Kormendy ve Bender, 1996).

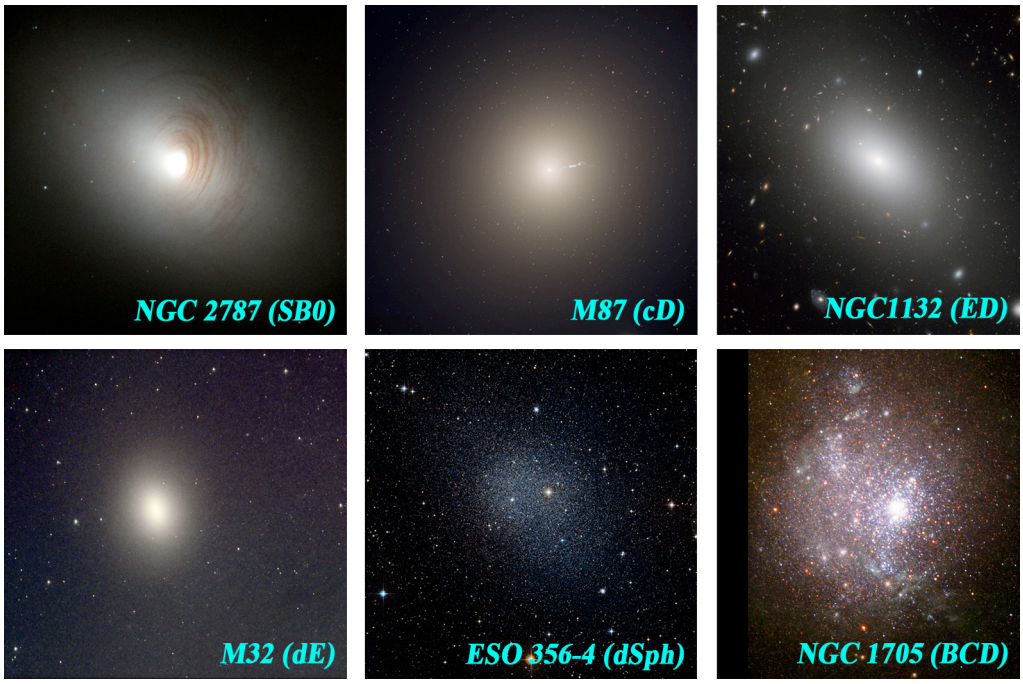
2.2.2 Eliptik Galaksiler

Eliptik galaksiler küresel yıldız kümesi boyutundaki cücelerden Samanyolu'nun iki-üç katı büyüklükte devlere kadar çok çeşitli boyutlarda olabilmektedir. Eliptik galaksiler evrende en çok rastlanan galaksi şeklidir. Genel olarak eliptik galaksilerin küre veya basık küre benzeri düzgün şekilleri olup spiral kolları yoktur. Eliptikliklerine göre alt sınıflara ayrılırlar. Eliptisite (2.1) bağıntısı ile verilir.

$$\in = (1 - (b/a)) \qquad (2.1)$$

$\in$: eliptikliğinin göstergesi; a: yarı-büyük eksen uzunluğu ve b: yarı-küçük eksen uzunluğunu göstermektedir. Eliptik galaksilerin eliptisite değerleri $0 \leq \in \leq 0.7$ arasındadır. Ne kadar yuvarlak veya ne kadar basık olduklarına göre ve boyutlarına göre sınıflandırılırlar. $n = 10\in$ olmak üzere sınıflar E_n notasyonu ile gösterilir. E0'dan E7'ye doğru giden semboller yuvarlaktan basığa doğru giden galaksileri göstermektedir. Örneğin; E7 tipi bir eliptik galaksi oldukça basık olduğundan kenardan görünen ince uzun bir galaksi anlamına gelmektedir. Ama bununla beraber bir E0 eliptik galaksisi çok yuvarlak görünse de küresel olmak zorunda değildir. Eliptiklerin büyük çoğunluğu kırmızımsı yıldızlar barındırmalarının yanı sıra az miktarda toz, gaz veya genç, parlak yıldız belirtisi gösterebilmektedirler (Schneider, 2006).

Yapısal olarak sınıflandırıldıklarında **normal eliptikler** sınıfı; dev eliptikleri (cD), orta ışınım gücüne sahip olanları (E) ve kompakt eliptikleri (cE) barındırır (Şekil 2.3'de gösterilmtektedir). Mutlak parlaklıkları $-15<M_B<-23$ arasındadır. S0 galaksileri genellikle erken tip galaksi grubuna girerler (Schneider 2006). **Cüce eliptikler** (dE), kompakt eliptiklere göre çok daha küçük yüzey parlaklığına ve düşük metal içeriğine sahiptir. **cD galaksileri**, yoğun grupların merkezlerinde bulunan aşırı parlak ($M_B \sim -25$) ve büyük boyutta ($R < 1$ Mpc) galaksilerdir. Yaygın zarfları ve büyük kütle – ışık oranları vardır. **Mavi kompakt cüce galaksiler** (BCD) diğer eliptiklerden açıkça daha mavi renktedir ve nispeten kayda değer miktarda gaz barındırırlar. Cüce seferoidler (dSph) çok az ışınım gücü ve yüzey parlaklığı gösterirler ($M_B \sim -8$). Bu yüzden şimdiye kadar sadece Yerel Grup'da gözlenebilmişlerdir (Schneider 2006).



Şekil 2.3: Eliptik ve merceksi galaksi türleri (NASA, ESA, STScI/AURA, ESO/Digital Sky Survey 2).

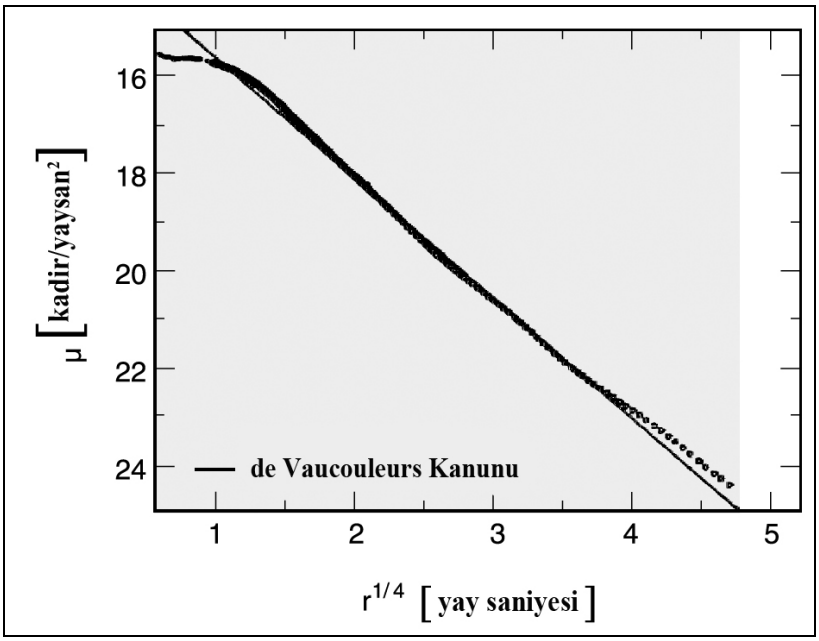
Hubble'ın E_n sınıflaması bazı temel özellikleri içermediğinden literatürde fiziksel olarak daha kullanışlı alternatif sınıflandırmalar geliştirmiştir. Kormendy ve Bender (1996) eliptik galaksilerin hız anizotropilerine göre, boxy - kutusal eliptikler E(b) ve disky – disksel eliptikler E(d) olarak iki sınıf önermiştir. Eliptik galaksi izofotlarının düzgün eliptik şekillerden olan farklılaşmaları ile hız anizotropileri ilişkilidir. Buna göre E(b) galaksileri ortalama olarak E(d) galaksilerinden daha düşük hızlara sahiptir ve daha çok hız anizotropisi gösterirler. Eliptik galaksiler ışınım gücü ve kütle açısından çok geniş bir aralığa yayılırlar (Tablo 2.1).

Tablo 2.1: Eliptik galaksilerin özellikleri (Schneider 2006).

	S0	cD	E	dE	dSph	BCD
M_B	[−17,−22]	[−22,−25]	[−15,−23]	[−13,−19]	[−8,−15]	[−14,−17]
$M\ (M_\odot)$	$[10^{10},10^{12}]$	$[10^{13},10^{14}]$	$[10^{8},10^{13}]$	$[10^{7},10^{9}]$	$[10^{7},10^{8}]$	$\sim10^{9}$
D_{25}(kpc)	10-100	300 -1000	1-200	1-10	0.1-0.5	<3
$M/L_B(M_\odot/L_\odot)$	~10	>100	10-100	1-10	5-100	0.1-10
S_N	~5	~15	~5	4.8±1.0	-	-

D_{25}: yüzey parlaklığının 25 kadir/yaysan^2'ye azaldığı kısma ait çap; S_N: görünür parlaklıkla ilişkili küresel kümelere dair özel bir frekans ölçüsü; M/L: kütle – parlaklık oranı Güneş birimi cinsinden.

Normal eliptik ve cD galaksilerinin yüzey parlaklık profilleri farklı yarıçaplarda de Vaucouleurs profili göstermektedir (Şekil 2.4).



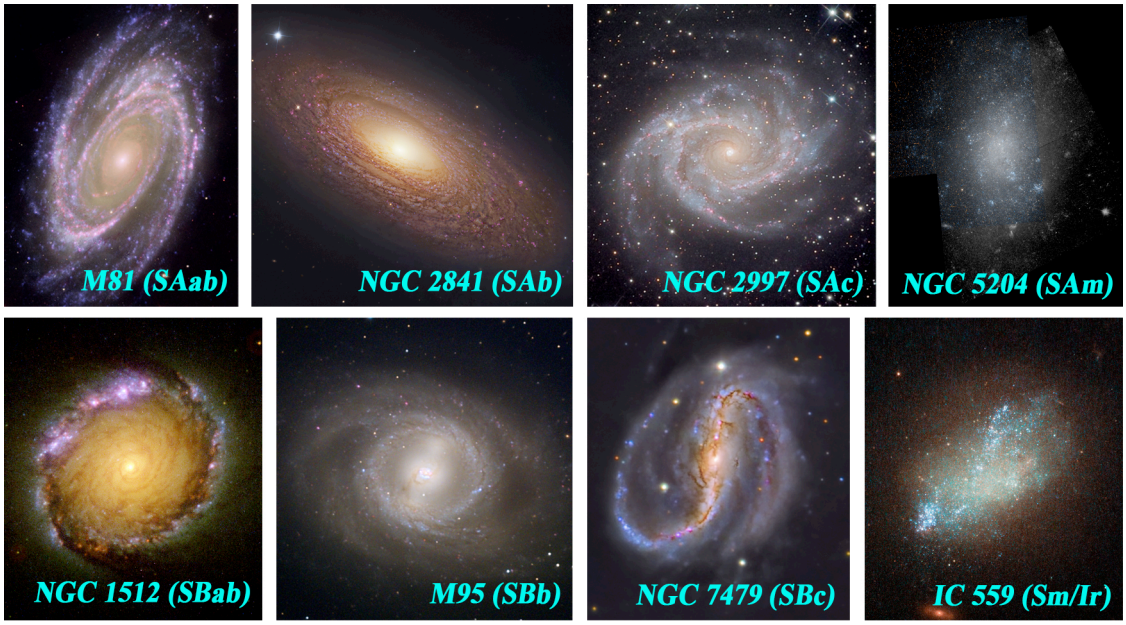
Şekil 2.4: NGC 4472 eliptik galaksisinin yüzey parlaklık profili (Schneider, 2006).

Etkin yarıçap mutlak parlaklıkla orantılıdır. Normal eliptiklerde ışınım gücü artarken yüzey parlaklığı azalmakta, dE'ler ve dSph'lerde ise artmaktadır. cD galaksilerinin yüzey parlaklık profili normallerde beklenenden çok daha geniş bir yarıçapa yayılmakta ve en iç bölgeleri hariç de Vaucouleurs profili ile tam olarak tanımlanamamaktadır. cD'ler E tipi eliptiklere benzeseler de çok geniş ve parlak halolar içerisinde gömülüdür. cD'ler sadece büyük kütleli kümelerin merkezlerinde bulunduklarından bu galaksilerin morfolojileri ve çevreleri arasında bir ilişki olmalıdır. Yaygın dE'ler ise bahsi geçen alt sınıfların tersine üstel parlak profilleri ile tanımlanmaktadır (Schneider, 2006).

2.2.3 Spiral Galaksiler

Normal ve çubuklu spirallerde, Hubble (1936) morfolojik tipler arasında aşamalı bir geçiş fark etmiştir. Normal spirallerde Sa-Sb-Sc sıralaması, daha gevşek sarılı spiral kollar ve daha az belirgin merkezi şişkin bölgelere doğru giden bir sıradır. Çubuklu

spiraller ise SBa-SBb-SBc olarak sıralanmaktadır (Şekil 2.5'de gösterilmektedir). Galaksiler uzayda rastgele fırlatılmış gibi durduklarından bazılarının diski karşıdan bazıları ise kenardan yayılmış görünmektedir. Merkezi şişkin bölgenin boyutu ve spiral kolların sarılması birlikte ele alınması gereken parametreler olduğundan galaksi kenardan görünüyor olsa da Hubble sistemine göre spiral olarak sınıflandırılabilir. Aynı zamanda spiral kolları gevşek sarılı olan galaksilerde kolları belirleyen çok daha parlak yıldız, yıldız kümeleri ve emisyon bulutsuları gözlenmiştir.



Şekil 2.5: Spiral ve düzensiz galaksi örnekleri (NASA/JPL/Caltech/Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, ESA, ESO).

Hubble sistemindeki alt sınıflar genişletilerek Sdm, Sm Im ve Ir eklenmiştir (m; Magellan bulutsusunu ifade etmektedir, Büyük Macellan bulutsusu SBm tipi bir galaksidir). Spiraller, genellikle düşük yoğunluklu ortamlarda bulunurlar ve böylece kütleçekimsel etkileşimlere maruz kalmadan şekillerini koruyabilirler. Tüm sistemlerin kabaca %30'unu oluştururlar ve daha küçük uydu galaksilere ev sahipliği yaparlar. Eliptiklere kıyasla mutlak parlaklık ve kütle açısından daha dar bir aralığa sahiptirler; $-16 \leq M_B \leq -23$ ve $10^9\ M_\odot \leq M \leq 10^{12}\ M_\odot$ (Schneider 2006). Spiral galaksilerin özellikleri Tablo 2-2'de verilmiştir.

Tablo 2.2: Spiral galaksilerin özellikleri (Schneider 2006).

	Sa	**Sb**	**Sc**	**Sd/Sm**	**Im/Ir**
M_B	[−17,−23]	[−17,−23]	[−16,−22]	[−15,−20]	[−13,−18]
$M\ (M_\odot)$	$[10^9,10^{12}]$	$[10^9,10^{12}]$	$[10^9,10^{12}]$	$[10^8,10^{10}]$	$[10^8,10^{10}]$
$(L_{şişkin}/L_{top})_B$	0.3	0.13	0.05	-	-
D_{25}(kpc)	5-100	5-100	5-100	0.5-50	0.5-50
$M/L_B(M_\odot/L_\odot)$	6.2±0.6	4.5±0.4	2.6±0.2	~1	~1
$V_{maks}(kms^{-1})$	299	222	175	-	-
V_{maks} Aralığı (kms^{-1})	163-367	144-330	99-304	-	50-70
Başlangıç Açısı	~6°	~12°	~18°	-	-
$\mu_{0,B}$ (kadir/yaysan^2)	21.52±0.39	21.52±0.39	21.52±0.39	22.61±0.47	22.61±0.47
B-V	0.75	0.64	0.52	0.47	0.37
M_{gaz}/M_{top}	0.04	0.08	0.16	0.25 (Scd)	-
M_{H2}/M_{HI}	2.2±0.06	1.8±0.3	0.73±0.13	0.19±0.10	-
S_N	1.2±0.2	1.2±0.2	0.5±0.2	0.5±0.2	-
V_{maks}: Maksimum dönme hızı, Başlangıç Açısı: Spiral kolların başladığı açı.					

Samanyolu galaksisi şişkin bir bölge, bir çubuğa bağlanan kollardan oluşan disk ve halodan ibaret çubuklu Sbc tipinde spiral bir galaksidir. Samanyolu Galaksisinin diskinde parlak emisyon bulutsuları, gaz ve tozdan oluşan zengin yıldızlararası bölgeyi içeren spiral kollar yer alır. Samanyolu'nun diskine kenardan bakıldığında toz, engelleyici bir bant oluşturur. Diske tepeden bakılabilseydi spiral kollar genç, mavi, parlak yıldızlarla açıkça belirlenmiş olarak görülebilirdi. Spiral galaksilerin ~1/3'ünde merkezi bölgede Samanyolunda olduğu gibi, parlak çubuk benzeri yapılar görülmektedir. Böyle durumlarda spiral kollar çubuğun uçlarından çıkmaktadır (Sparke ve Gallagher, 2007).

Spirallerin şişkin bölgelerine ait parlaklık profili bir de Vaucouleurs profili ile açıklanırken, diskleri Samanyolu'nda olduğu gibi üstel bir parlaklık profili göstermektedir (Schneider, 2006). Sa'lardan Sc'lere kadar diskin merkezi yüzey parlaklığı $\mu_0 = 21.52 \pm 0.39$ kadir/yaysan^2 (B bant) ve Sd spiralleri ile geç tipleri için $\mu_0 = 21.61 \pm 0.47$ B kadir/yaysan^2 olarak gözlenmiştir (Schneider, 2006).

2.2.4 Düzensiz Galaksiler

Düzensiz galaksiler (Irr) çok çeşitli şekillerde görünürler ve genellikle belirli boyutları yoktur. Çok az bir şekilsel yapı gösterirler (Irr I) veya hiç göstermezler (Irr II). Bazı düzensizler az belirgin bir spiral yapı gösterir. Diğerleri belirgin bir simetrisi olmayan kaotik morfolojilere sahiptir. Bu kaotik düzensizlerin çoğu çarpışmalara maruz kalmış veya diğer sistemler ile birleşme süreci içerisinde olabilirler. Düzensiz galaksilerde yoğun yıldız oluşum bölgeleri ve çok belirgin genç yıldızlar görülmektedir. Çoğunlukla yoğun ortamlarda bulunurlar (Buta, 2011).

2.2.5 Merceksi Galaksiler

Hubble aynı zamanda belirgin şişkin bölgesi ve diski olan ama spiral kolları olmayan galaksiler de gözlemiştir. Bunlar S0 galaksileri olarak sınıflandırılırlar. Bunlar merceksi galaksi olarak da adlandırılırlar. Spiraller gibi merceksi galaksilerde de bir disk bulunur. Merkezi çekirdek bölgesine ve bir haloya da sahip olabilirler. Bazı merceksilerde yıldız oluşum halkaları ve çubukları da gözlenmiştir. Ancak spiral kolları yoktur. Çubuk veya halka dışında yıldız oluşumu göstermezler. Gaz ve toz bakımından fakirdirler ve eliptiklere benzer şekilde yaşlı yıldız popülasyonları barındırırlar. Çubuğun varlığına veya yokluğuna göre S0 veya SB0 olarak alt sınıflara ayrılırlar (Schneider 2006).

Merceksi S0 galaksilerinin Hubble diyagramında, spiraller ile eliptikler arasında yer aldıkları düşünülmektedir. Eliptiklerdeki ve geç tip spirallerdeki şişkin bölgenin temel olarak farklı olduğu bir süredir bilinmektedir (Wadadekar 2012). Eliptiklerdeki şişkin bölge erken dönemlerde yıldızlarını hızlı biçimde oluşturmuş olup, geç tip spiraller süregelen kendi evrim (seküler evrim) işlevleriyle uzun sürede şişkin bölgelerini oluşturmuşturlar. Birçok spiral galaksi, seküler evrime uygun şişkin bölge ve disk boyutları göstermektedir (Kormendy ve Kennicutt, 2004). Bu bağlamda ara merceksi tiplerde oluşum işlevinin anlaşılması önemlidir. Galaksilerin hesaplanan toplam ışınım gücü değerleri, iki tip merceksi şişkin bölge popülasyonu olduğuna işaret etmektedir. Birçok spiralin şişkin bölgesi ile disk boyutları orantılıdır ve bu da seküler evrim mekanizmaları ile oluştuklarını göstermektedir (Kormendy ve Kennicutt, 2004). Sönük merceksilerin de şişkin bölge ve disk boyutları arasında doğru orantılı bir ilişki göstermeleri, geç tip disk galaksilerinin şişkin bölgesi için önerilen seküler oluşum

süreçlerine dair öngörülerle uyumludur. Ancak parlak merceksilerin böyle bir ilişki göstermemesi galaksi birleşmeleri gibi farklı mekanizmalarla oluştuklarına işaret etmektedir (Barway ve diğ., 2009).

2.3. Yeni Nesil Sınıflandırma Yöntemleri

Galaksilerin morfolojilerinin belirlenmesi oldukça zordur. Hubble sınıflandırmasında olduğu gibi, morfolojiye göre sınıflandırmanın birçok dezavantajı vardır. Geleneksel olarak bu sınıflandırma görsel incelemeler ile yapıldığından araştırmacının öznel algısına bağlıdır. Aynı zamanda görsel inceleme uzun süreli incelemeler gerektirdiğinden geniş galaksi örneklemleri için uygun bir yöntem değildir. Böyle bir sınıflandırmayı otomatik olarak yapabilmek için çeşitli yöntemler geliştirilmiştir. Bu yöntemler galaksilerin yüzey parlaklık profillerinin modellenmesini içermektedir. de Vaucouleurs profili bir eliptik galaksiyi gösterirken, üstel bir yüzey parlaklık profili bir spiral galaksiye karşılık gelmektedir (Schneider, 2006).

Astronomik görüntüler üzerinden galaksi özelliklerini ve morfolojilerini belirlemek için kullanılan iki ana yaklaşım vardır (Haussler ve diğ. 2007, Fasano ve diğ. 2012): Bunlardan birincisi, analitik fonksiyonlar kullanarak galaksilerin 2 boyutlu yüzey parlaklık profillerini çıkaran parametrik yaklaşımlardır. Bu yöntemler, genellikle galaksi yüzey parlaklık modelini bir fonksiyon cinsinden tanımlar. Diğeri ise herhangi bir analitik fonksiyon kullanmayarak ya görsel olarak inceleyerek (Baillard ve diğ. 2011) galaksi morfolojisini belirlemeye çalışan ya da belli şablonlar yardımıyla galaksileri tanımlayan deneysel (amprik) yöntemlerdir. Parametrik olmayan yöntemlerde sinir ağları (neural network) yaklaşımı sıklıkla kullanılmaktadır (Fasano ve diğ. 2007).

2.3.1 Parametrik Yaklaşımlar

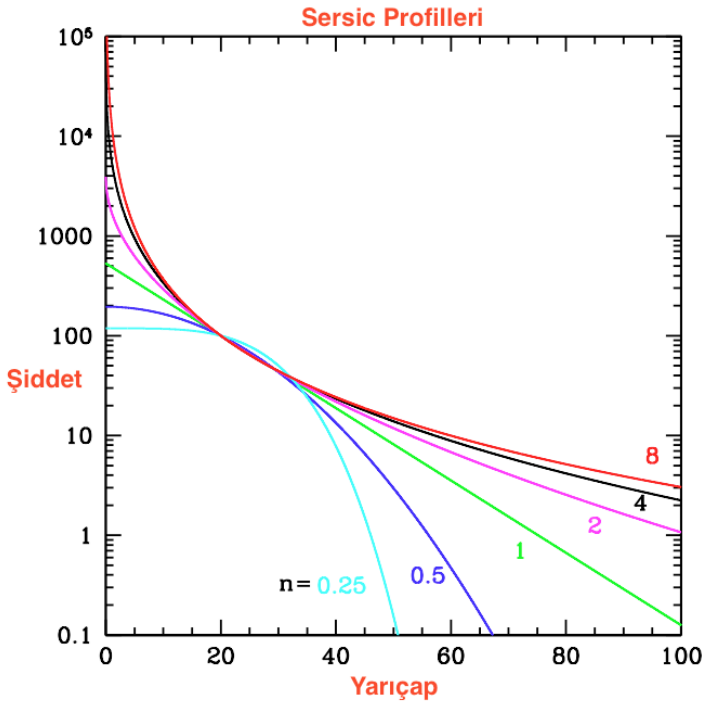
Parametrik yaklaşımda galaksi morfolojisi, yüzey parlaklık profillerinin modellemesinden elde edilir. Bu durumda en çok kullanılan morfolojik tanımlayıcılar, galaksinin şişkin bölgesinin (bulge) galaksi diskine oranın (Bulge/Disk: B/D) hesaplanması (Lackner ve diğ., 2012) ve Sersic indisinin (n) bulunmasıdır (Fasano ve diğ. 2012).

B/D analizi için birçok yöntem kullanılır. Tasca ve White (2005) SDSS'den elde edilmiş ve görsel olarak morfolojik sınıflandırılması yapılmış galaksilerin B/D oranlarını hesaplamışlardır. Yapılan kıyaslamada, görsel olarak sınıflandırılmış morfolojileri ile parametrik yönteme ait bulguların uyumlu olduğu görülmüştür.

Galaksi yüzey parlaklık profillerini tanımlamak için sıklıkla Sersic indisi (Sersic 1968) kullanılmaktadır. Sersic fonksiyonu (Sersic indisi: n), de Vaucouleurs (n=4), üstel (exponansiyel) (n=1) ve Gaussian (n=0.5) matematiksel fonksiyonlarının genelleştirilmiş halidir (Şekil 2.6) ve Sersic fonksiyonu:

$$\Sigma_{(r)} = \Sigma_e \, exp\left[-\kappa\left(\left(\frac{r}{r_e}\right)^{1/n} - 1\right)\right] \qquad (2.2)$$

olarak tanımlanır. Σ_e , etkin yarıçaptaki (r_e) etkin yüzey parlaklığıdır ve $\Sigma_{(r)}$ yüzey parlaklığını, yarıçapın bir fonksiyonu olarak tanımlar. Normalizasyon sabiti κ da bağımlı olan ve serbest olmayan değişkendir. Parametrik programlar genellikle Sersic fonksiyonunu sıklıkla kullanırlar ve galaksi morfolojisini Sersic indisinin aldığı değerlere göre tanımlarlar. Spiral galaksiler için Sersic fonksiyonu n=1 ve eliptik galaksiler için n=4 olarak tanımlanmaktadır (Peng ve diğ., 2002, 2010, Barden ve diğ., 2012).



Şekil 2.6: Sersic profilleri (Peng, 2003)[2]

Galaksi yüzey parlaklık dağılımlarını belirlemek için kullanılan parametrik programlar, yarı otomatik olarak çalışan ve analitik fonksiyonların en iyi fit modelini elde etmeye dayanır. Galaksinin ışık dağılımını veren ve literatürde sıklıkla kullanılan programlar; GIM2D (Simard ve diğ., 1998), GALFIT (Peng ve diğ., 2002, 2010), GASPHOT (Pignatelli, Fasano ve Cassata, 2006), 2DPHOT (La Barbera ve diğ., 2008), GASP2D (Mendez-Abreu ve diğ., 2008), BUDDA (de Souza ve diğ., 2004), GALPHAT (Yoon, Weinberg & Katz, 2011), GALAPAGOS (Barden ve diğ., 2012)'dır. Bu programlar, kendi aralarında farklı fonksiyon kullanma, çeşitli fit yöntemleri kullanma, eş zamanlı model fit yapabilme, iterasyon sayısının farklılığı, otomatik algroritma kullanma, başlangıç parametreleri belirleme ya da sınırlı parametre aralığında çalışabilme gibi çeşitli açılardan değişiklik gösterir (Oohama ve diğ., 2009).

Parametrik yaklaşımlı programlar literatürde daha sıklıkla kullanılmasına karşın, Fasano ve diğ. (2012) galaksilerin morfolojik sınıflandırmasını sağlayan bu parametrik yaklaşımların iki ciddi eksiği olduğunu ifade etmişlerdir. Bunlardan birincisi; galaksinin

[2] http://users.obs.carnegiescience.edu/peng/work/galfit/README.pdf

ışık profilinin en iyi fit (Sersic indisi) modeliyle elde edilen analitik bileşenleri (component) her zaman gerçek galaksi bileşenlerine karşılık gelmezler. İkincisi ise, B/D oranı ve Sersic indisidir. Parametrik yöntem ile görsel morfoloji tanımlamaları arasındaki ilişkinin zayıf olduğu ve özellikle erken tip galaksiler için yüksek dereceden dejenerasyon gösterdikleri Pignatelli ve diğ., (2006) tarafından vurgulanmıştır.

Bununla birlikte görüntünün açısal çözünürlüğünün galaksinin açısal boyutlarına yakın veya daha büyük olması halinde parlaklık profili oluşturulamayacağı için bu yöntemin her galaksi örneklemine uygulanması mümkün değildir (Schneider, 2006).

2.3.2 Parametrik Olmayan Yaklaşımlar

Parametrik olmayan yaklaşımlar, bir galaksinin morfolojisini belirleyebilmek için farklı tanımlamalara dayanır. Bir galaksinin dijital görüntüsünden direkt olarak hesaplanabilen, deneysel ve tecrübe ile belirlenen görsel morfolojik tahminlerden oluşur. Parametrik olmayan yaklaşımlarda kullanılan araçlar iki aşamada incelenebilir: Birincisi, birden fazla tanımlayıcı ve görece iki ya da üç boyutlu uzay kullanarak, galaksileri morfolojik tiplerine göre ayırmaya çalışan araçlardır. Diğeri ise sinir ağı (neural network - NN) kullanarak, pek çok belirli tanımlayıcıyı baştan ve tam uyum sağlanana kadar tekrar tekrar deneyerek, galaksilerin morfolojik tiplerin belirlenmesidir. Bu tip program ve algoritmalardan literatürde sıklıkla kullanılanları; MORPHOT (Fasano ve diğ., 2012), EFIGI (Bailard ve diğ., 2011), GALAXY ZOO (Lintott ve diğ., 2008), ANN (Lahav ve diğ., 1996), ZEST (Scarlata ve diğ., 2007), GALSVM (Huertas-Company ve diğ., 2008)'dir.

Galaksi sınıflandırmasında uzman bir kişi galaksileri gözle sınıflandırabilmektedir. Nitekim Edwin Hubble'dan bu yana galaksiler gözle sınıflandırılırken, Galaxy Zoo Projesi, web sayfası aracılığıyla dünyadaki herkes tarafından internet üzerinden karşılaştırma yaparak SDSS galaksilerini sınıflandırmaya imkan vermektedir. EFIGI (Baillard ve diğ., 2011) adlı projede 16 farklı kriter kullanarak 11 kişilik konusunda uzman tarafından göz yardımıyla, galaksiler morfolojik olarak sınıflandırılır.

Ampirik yöntem için geliştirilmiş bazı bilgisayar yaklaşımları da vardır. Bunlardan en önemlisi Sinir Ağları (Neural Network) kullanmaktır. Bilgisayara belirli kriterleri

girdiğinizde bilgisayar gelen örnekleri bu kriterlere göre sınıflarken aynı anda gelen cismin de hangi türden olduğunu belirlemektedir. Benzer bir galaksi için bir sınıf oluşturmak adına aynı galaksiyi sınıflandırma için tekrar kullanabilmektedir. MORPHOT (Fasano ve diğ., 2012) programı, sinir ağları yöntemi kullanarak WINGS[3] küme taramasından 21 farklı kriter ile 40000 galaksiyi sınıflandırmıştır.

Görüntüler üzerinde galaksinin tam olarak nerede sonlandığının belirlenmesi oldukça zor bir aşamadır. Zemin parlaklığının doğrulukla ölçülmüş olması gereklidir. Eğer farklı bantlar da kullanılıyorsa o zaman bir galaksinin görüntüsü üzerinde tam olarak sınırlarının nerede bittiğinin belirlenmesi oldukça önemlidir. Parametrik olmayan yaklaşımlarda, genellikle görüntülerden galaksinin boyutları, sınırları, yapısı ve parlaklığı herhangi bir fonksiyona bağlı olmaksızın tahmin edilir. Bu da yaklaşımın önemli dezavantajıdır. Parametrik fonksiyonlar ise, galaksinin sınırlarını herhangi bir fonksiyon yardımıyla çeşitli başlangıç parametrelerine bağlı olarak tanımlar. Bu bakımdan da görüntülerdeki derin ve sönük cisimlere oldukça duyarlı olduklarından galaksinin sönük dış kısımlarını oldukça iyi modelleyebilmektedirler (Haussler ve diğ., 2007).

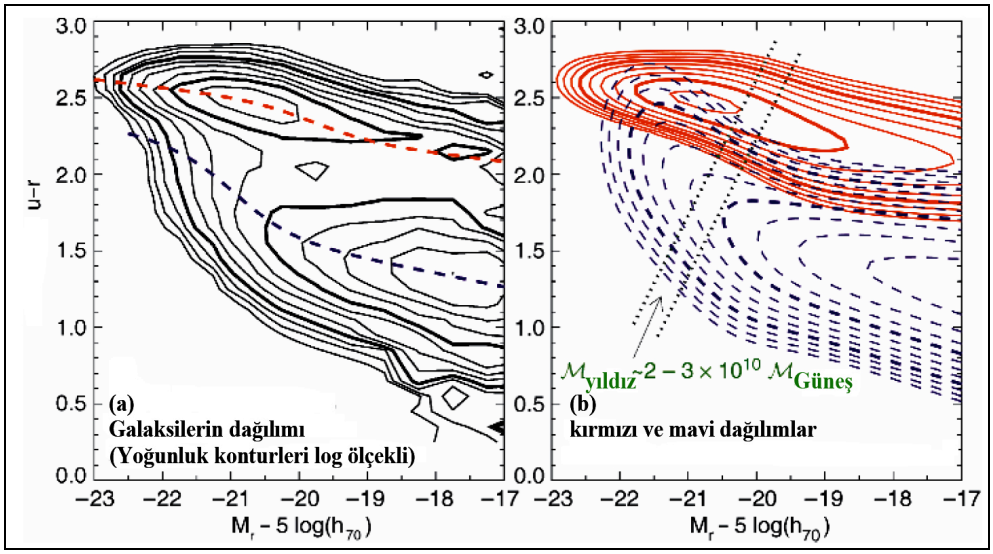
Parametrik olmayan yaklaşımların parametrik olanlara göre daha etkin ve güvenilir olduğu savunulmuşsa da (Hatziminaoglou ve diğ., 2005) parametrik ve parametrik olmayan programları geliştiren ve kullananlar arasında çeşitli açılardan tartışmalar sürmektedir. Her iki yaklaşımın da kendine göre avantaj ve dezavantajları bulunmaktadır. Kullanılan verilerin farklı özelliklerde olması, görüntülerin yapısı, görüntülerdeki cisimlerin değişik şekilsel yapıları bu tip programların farklı sonuçlar vermesine neden olmaktadır.

2.3.3 Galaksilerin Renk Dağılımları

Galaksilerin sınıflandırması için alternatif bir yöntem de renklerini kullanmaktır. Erken tip galaksilerin kırmızı, geç tip galaksilerin göreli olarak daha mavi olması beklenir (Schneider, 2006). Özellikle galaksilerin renklerini belirlemek morfolojilerini belirlemekten çok daha kolaydır. Bu yüzden galaksilerin ışınım gücü fonksiyonları araştırılarak galaksiler renklerine göre sınıflandırılabilirler (Schneider, 2006).

[3] http://web.oapd.inaf.it/wings/

Baldry ve diğ (2004) tarafından SDSS taramasının fotometrik ve spektroskopik ölçümlerini kullanılarak küçük kırmızıya kaymalardaki ~70000 galaksinin renk ve mutlak parlaklıkları çalışılmış ve renk-parlaklık diyagramları oluşturmuştur (Şekil 2.7).



Şekil 2.7: Renk-parlaklık diyagramında $0.01 \leq z \leq 0.08$ olan galaksilerin yoğunlukları (Baldry 2004, Schneider, 2006).

Şekil 2.7'den galaksi dağılımlarına ait iki yoğun bölge hemen görülmektedir. Bu bölgelerden ilki daha parlak kırmızı renkli bölge, diğeri sönük mutlak parlaklıklarda mavi renkli bölgedir. Galaksilerin bu yoğun bölgeler etrafında dağılması ya parlak ve kırmızı oldukları ya da daha sönük ve mavi olduklarını göstermektedir. Mutlak parlaklıkları farklı bu kırmızı ve mavi galaksilerin yıldız kütleleri belirgin bir farklılık göstermektedir (Schneider, 2006). Yerel evrendeki kırmızı galaksiler ortalamada mavi galaksilerden daha fazla yıldız kütlesine sahiptir. Bu durum Şekil 2.7'deki iki kesikli çizgi ile gösterilmiştir. $M_\star$ ~2-3 x 10^{10} $M_\odot$ olarak verilen karakteristik kütle ölçeğinden daha fazla yıldız kütlesi olan galaksiler kırmızı ve daha az yıldız kütlesi olanlar mavi olmaktadır. Galaksi dağılımlarının bu tür istatistik özellikleri galaksilerin evrimi ile ilişkilidir (Schneider, 2006).

2.4. GALAKSİLERİN BULUNDUĞU ORTAMLAR

2.4.1 Çevre Etkisi

Galaksi çevreleri; hem galaksi yoğunluğu hem de galaksiler arası maddenin yoğunluğu, izole galaksilerden zengin kümelerin merkezlerine oldukça geniş bir aralığa yayılmaktadır. Bu sebepten farklı ortamlardaki galaksiler arasındaki sistematik farklılıklara bakılmaktadır. Bu farklılıklar, belli tip galaksilerin örneğin zengin küme olacak ortamlarda oluşmadıklarını veya bu gibi ortamlarda değişmeden hayatta kalamayacağını söyleyebilmektedir (soyaçekim ve çevre problemi). Galaksilerin çevre ile ilgili özellikleri şunlardır: morfolojik tipleri; gaz içeriği ve radyal dağılımı; görünen ve görünmeyen kütlenin gelgitsel budama genişliği (tidal truncation) (Keel, 2012).

Morfolojik tipler çok çeşitli ortamlarda dikkat çekici farklılıklar göstermektedir. Bazı galaksi tiplerinin zengin ve fakir kümeler ile alandaki oranlarına bakıldığında açık bir ayrışma görülmektedir (Tablo 2-3).

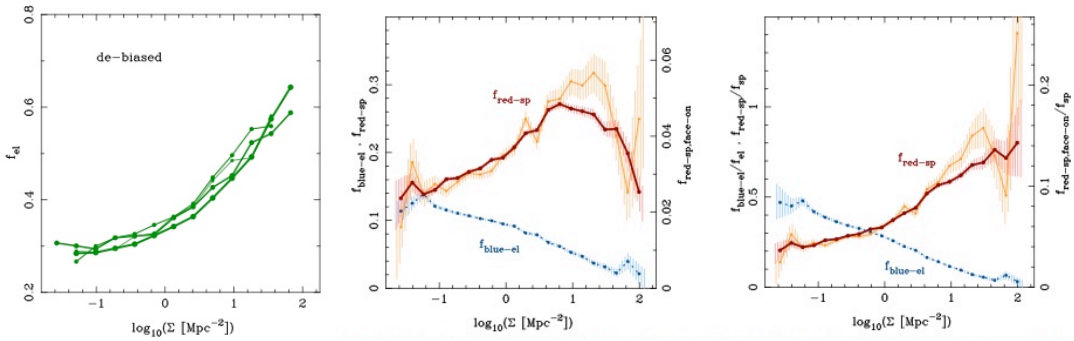
Tablo 2.3: Galaksi tiplerinin farklı ortamlardaki yüzde oranları (Keel, 2012).

Tip	cD (%)	E + S0 (%)	S + Irr (%)
Zengin kümeler	93	56	38
Fakir kümeler	6	20	14
Alan	< 6	< 24	48

E ve S0 tipi galaksiler daha çok zengin ortamlarda bulunmaktadır. cD galaksileri ise zengin ortamları daha çok sevmektedir (Keel, 2012). Bu durum bazen spiral oranı olarak ifade edilir ve birçok küme için değerlendirilmektedir. Spiral ve düzensiz galaksilerin merkezde yoğunlaşan kümeler yerine düzensiz biçimli kümeleri tercih ettikleri bilinmektedir. Bu durum neredeyse evrensel bir ilişki olan morfoloji ile yerel galaksi yoğunluğu arasındaki ilişkiyi yansıtmaktadır (Dressler, 1980). Dresler (1980) çalışmasında küme merkezine olan uzaklıktan ziyade yerel yoğunluğa bağlılığın daha önemli olduğunu göstermiştir.

Bu ilişki genellikle merkezindeki galaksiler sadece E/S0 olan tek bir küme içerisinde geçerlidir. Farklı kümeleşme ölçekleri ve yoğunlukların farklı oranlarda gelişmesi olasılığı soyaçekim - çevre problemini karmaşık hale getirmektedir.

Aşağıda Bamford ve diğ. (2009) Galaxy Zoo çalışmasında eliptikler, mavi eliptikler ve kırmızı spiraller için elde edilen morfoloji-yoğunluk ilişkisi Şekil 2.8'de verilmiştir.



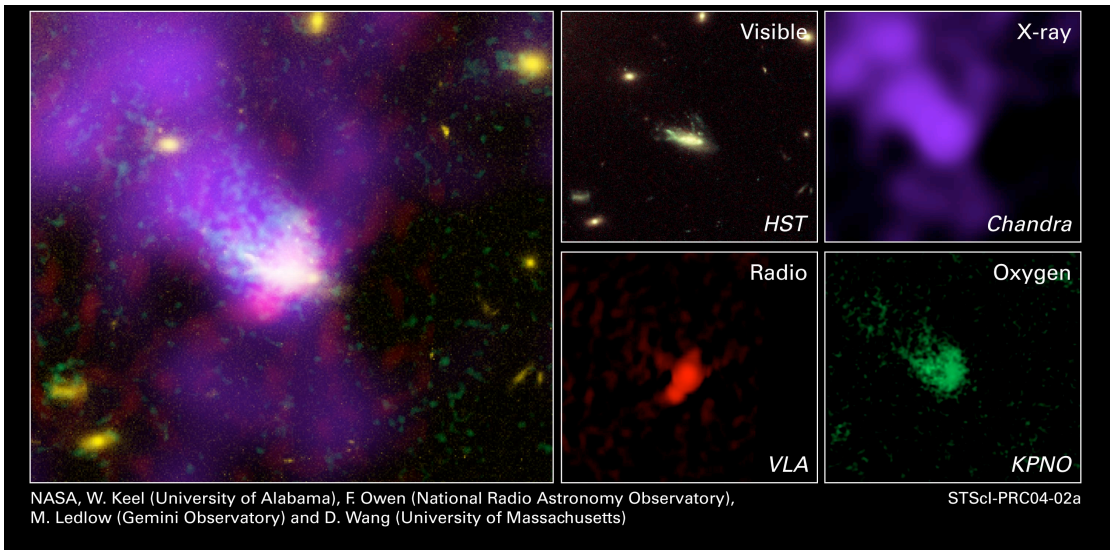
Şekil 2.8: Eliptikler, mavi eliptikler ve kırmızı spiraller için elde edilen morfoloji-yoğunluk ilişkisi (Bamford ve diğ., 2009).

Kırmızı spirallerin oluşumu için birkaç olasılık mevcuttur. En çok üzerinde durulan, gaz bakımından zengin spirallerden kurtulma yoludur. Bir olasılığa göre spiral galaksiler ilkel-kümelerde oluşamamıştır. Diğer bir olasılık ise, direkt çarpışmalar veya küme içi gazın çarpma basıncı (ram pressure) sayesinde galaksinin taciz edilmesi halleriyle (galaxy harassment) spirallerin S0 tiplerine dönüşmüş olmasıdır (Moore ve diğ., 1996). Üçüncü bir olasılık da, spirallerin birleşmelerle eliptik galaksilere dönüşmesidir. Tüm bu durumlarda S0 galaksilerinin özellikleri çok kritik rol oynayabilmektedir. Fotometrik özellikleri bu durumlarda beklenen disk / şişkin bölge oranı ve disk geometrisini koruma gibi basit öngörülerle tutarlı değildir (Burstein, 1979). Bu sonuç, S0'ların gerçekten spiral galaksilerle yakından ilişkili olmadığı anlamına gelebilmektedir. Diğer yandan daha büyük bir olasılıkla ya basit beklentiler yeterince gerçekçi değil ya da S0'lar homojen bir sınıf değildir. Bir S0 galaksisinin diski gazın taşınması sırasında ısınırsa, orijinal spiralin sahip olduğundan daha kalın bir disk ortaya çıkması beklenmektedir. Bu yüzden gaz bakımından zengin galaksiler arasındaki direkt çarpışma veya çarpma basıncı soyulması (ram-pressure stripping) başlangıçta bir ince disk ortaya çıkartabilmektedir. Bununla beraber gaz bakımından zengin ve küçük yoldaşların soğurulması ile bir şişkin bölge oluşabilmektedir. Bu durumun ilkel-kümelerde daha kolay olması beklenmektedir. Sonuç olarak soyulmuş bir spiral galaksi diski başlangıçta şişkin bölgeden daha hızlı biçimde zamanla söner, böylece disk/şişkin bölge oranı zamanla azalmaktadır. Bunun dışındaki diğer temel bir problem birçok S0

galaksisinin spirallere kıyasla şüphe uyandıracak kadar parlak şişkin bölgesi olmasıdır. Bu durum kaç tür S0 olduğu sorusunu doğurmaktadır (Keel, 2012).

Gaz yoksunluğu kümelerdeki spiraller için yapılan HI ölçümlerinden ortaya çıkmıştır (Haynes ve diğ., 1984). Sonuçlar yoğun küme merkezinin yakınına gelen galaksiler için gazın taşınmasını önermektedir. Bir kümedeki HI yoksunu galaksilerin oranı ve sıcak gaz içeriği arasında da X-ışın ışınım güçlerinden benzer bir ilişki bulunmuştur (Şekil 2.9) (Giovanelli ve Haynes, 1985). Kümenin tüm zenginliği ve ışınım gücü arasında güçlü bir korelasyon olduğundan, bu ilişkinin soyulma oranı hakkında yeterince bilgi verip vermediği konusunda belirsizlik vardır.

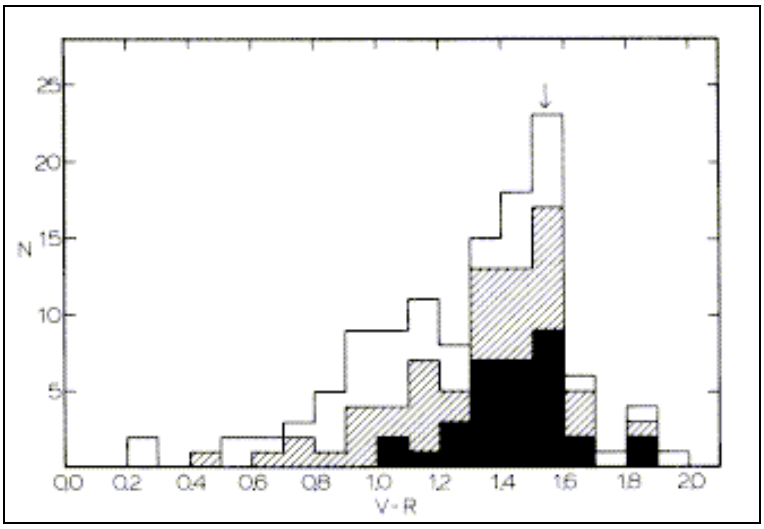
Devam etmekte olan çarpma basıncı (ram-pressure) etkileri ile ilgili en önemli kanıt yoğun kümelerde hızla hareket eden galaksilerde görülen yumuşak X-ışın ve optik emisyon çizgilerinin izleridir (Şekil 2.9).



Şekil 2.9: Abell 2125 kümesindeki C153 galaksisinde gaz soyulması etkisi.

Yoğun moleküler bulutlar HI bulutlarından daha az hassastır. Stark ve diğ., (1986) CO yoksunluğu seviyesinin HI yoksunluğundan daha az olduğunu göstermiştir. Buna göre HI yoksunu galaksiler aynı miktarda CO yoksunu değildir. HI diskleri CO disklerinden genellikle daha büyük ve dolayısıyla daha güçlü bağlıdırlar ve bu durumun galaksiye etkiyen soyulma kadar gelgit karşılaşmalarından da ortaya çıkmabilir.

Soyulmanın başlangıcı, yıldız oluşumu ve kalan gazın durumu hakkında ilginç sonuçlar ortaya çıkartabilir. Bulutların sıkıştırılması ilk başta meydana gelirse yeni soyulmuş bir galaksi aşırı yıldız oluşumuna maruz kalabilmektedir. Bu hal, Butcher-Oemler Etkisine açıklama getirmek için düşünülen bir durumdur. Butcher-Oemler Etkisi $0.1 < z < 0.5$ kırmızıya kayma aralığındaki bazı kümelerin yakın olanlara kıyasla daha çok mavi galaksi barındırdığını gösteren bir ilişkidir (Şekil 2.10) (Butcher ve Oemler, 1978a,b). Böyle bir ilişkinin dış etkili bir galaksi evriminin sonucu olabileceği düşünülmektedir.



Şekil 2.10: CL 0024+1654 kümesindeki galaksilerin renk dağılımı (Butcher ve Oemler, 1978a,b). V-R renk indisine göre kümede bulunan galaksiler sayıca daha mavi görülmektedir.

Daha sonraki çalışmalar böyle popülasyonların kümelerdeki yaygınlığını düşük kırmızıya kaymalar için doğrulamıştır (Dressler ve diğ. 1985). Mavi galaksilerin sıkışık ve muhtemelen etkileşimli gruplar içerisinde sıklıkla yer aldıklarına dair kanıtlar bulunmuştur (Lavery ve Henry, 1988). Hubble Uzay Teleskobu görüntüleri pek çok anormal mavi galaksinin normal spiraller olduğunu ve bu kümelerin spiraller açısından oldukça zengin olduğunu açıkça göstermiştir (Oemler ve diğ., 1997). Bazı birleşmeler ve gelgit etkileri gözlense de, galaksilerin mavi renginden tamamen bu etkiler sorumlu değildir (Oemler ve diğ., 1997). Bu veriler, kümelerdeki spirallerin son 10^9 yıl içerisinde E/S0 sistemlerine toptan dönüşmesinin söz konusu olduğunu göstermektedir. Van Dokkum ve diğ. (2000)'de $z = 0.83$ olan bir kümede şimdiye kadar eliptikleri

oluşturması olası birleşme kalıntılarının renklerinden anlaşılabileceğini ve spirallerin oranının %39'a ulaştığını söylemiştir.

Butcher-Oemler etkisi z ~ 0.4'de neredeyse evrensel bir ilişki olsa da, sadece kırmızıya kaymaya bağlı değildir. z = 0.4'de CL 0024 + 1654 ve z = 0.25'de Abell 2125 gibi birkaç tane kırmızı galaksi bakımından çok zengin küme mevcuttur (Schneider ve diğ., 1989). Bunlar sıradışı olarak spiral üyeler bakımından zengindir. Bu durum, yüksek kırmızıya kaymalarda sistematik olarak daha zengin (ve X-ışınlarında daha parlak) kümeleri örneklediğimizi söyleyen Scott etkisi ile ilişkili olarak açık bir seçim etkisinin göstergesidir (Keel, 2012).

Gelgit budaması (tidal truncation) etkisi zengin ortamlardaki galaksilerin yıldız dağılımlarını yok edebilmektedir. Parlak galaksilerin yoldaşlarında görülen bir etkidir ancak kümelerdeki rolü bilinmemektedir. Diğer ilginç bir uygulama ise karanlık halonun soyulmasının mümkün olup olmayacağıdır. Eğer mümkünse halo maddesinin ne kadar yoğun olduğu veya küme üyelerinin halo yoksunu hale dönüşmeleri konusunda bilinmesine olanak sağlayabilecektir. Kümelerde bulunan spirallerin dış bölgelerine ait dönme eğrilerinin, alanda bulunan spirallerde olduğu gibi düz değil yavaşça azalma gösterdiği bulunmuştur (Rubin ve diğ., 1988). Bu sonuç, küme galaksilerinde halo kütlesinin göreli olarak daha az olduğunu göstermektedir. Bunun anlamı küme üyelerinde halonun hiçbir zaman o kadar büyümediği veya halolar arası etkileşimlerle halo maddesinin bir kısmının soyulmuş olmasıdır. Kümelerin merkezlerindeki galaksiler için bu etkinin çok daha güçlü olduğu bulunmuştur. Galaksi tacizi (harassment) (galaksilerin denge zamanlarından daha hızlı meydana gelen çoklu, zayıf gelgit karşılaşmaları ile) kümelerde disk galaksilerinin dönüşümü ve soyulmasında önemli rol oynamaktadır.

Spiral galaksiler için yukarıda bahsi geçen tüm kanıtların aksine **eliptik galaksiler**, çok az çevresel etki göstermektedir. Dikkat çekici derecede tutarlı renk-parlaklık ilişkileri vardır. Bu tutarlı renkleri sadece metal bolluğu değişimleri ile çok az olan yeni yıldız oluşumuna açıklama getirmektedir. Kümelerde yeni oluşmuş eliptik galaksilerde yeni yıldız oluşumlarının izlerinin araştırılması güncel konulardan biridir (Keel, 2012).

2.4.2 Galaksilerin Evrimi

Galaksi morfolojisi alanındaki güncel çalışmalar galaksi morfolojisinin çevresel yoğunluk, birleşme/etkileşme geçmişi, kararsızlıklardan çıkan iç düzensizlikler, diğer galaksilerden gaz yığışması, nükleer etkinlikler, içerde sürekli devam eden evrim ve yıldız oluşum geçmişi gibi etkenlerden nasıl etkilendiğinin anlaşılmasına yönelmiştir (Kormendy ve Kennicutt, 2004). Tüm bu birbirlerine bağlı etkenlerin galaksi morfolojisi üzerindeki etkilerini ayrıştırmak karmaşık bir uygulama olup, galaksi evriminin temel problemidir. Galaksi evrimi modellerinin galaksi morfolojisi gibi gözlenebilir özellikleri öngörecek şekilde gelişmesi ile teorilerin öngörülerini test etmek için çeşitli kırmızıya kaymalarda ve farklı çevre koşullarında (küme, grup, alan) büyük galaksi örneklemlerinin çoklu dalgaboyu gözlemleri, galaksi evriminin daha iyi anlaşılmasına olanak sağlamaktadır.

Yirminci yüzyılın sonlarından bu yana, galaksi morfolojisinin ve evriminin galaksinin çevresinden fazlasıyla etkilendiği düşünülmektedir. Galaksiler etkileşebilir ve birleşebilir, gaz yığışması veya fışkırması gösterebilir ve yıldız oluşumunu tetikleyecek şekilde çarpışabilirler. Her bir galaksi milyarlarca yıldız, çok miktarda karanlık madde ve çeşitli miktarlarda gaz ve toz içerirken galaksi etkileşimlerinin detaylarını anlamak kolay değildir. Genellikle tüm bu maddenin galaksi etkileşimleri sırasında nasıl davrandığını anlamak için gaz, toz ve karanlık maddeye dair tüm fiziği hesaba katan gelişmiş simülasyonlarla süper bilgisayarlar kullanılmaktadır. Son yirmi yılda hesaplama gücünün önemli ölçüde gelişmesi ile simülasyonlar da daha gerçekçi hale gelmiştir (Wadadekar, 2012).

Galaksi evrimini basit yoldan kavrayabilmek için yıldız popülasyonlarından yola çıkılabilir. Spiral galaksilerde disk yıldızları genellikle genç, mavi, parlak ve ağır elementler bakımından zengindir. Halo yıldızları ise yaşlı, kırmızı, genellikle daha az parlak ve ağır elementler bakımından zengindir. Disk hızlı dönerken halo çok yavaş döner. Düzensiz galaksiler neredeyse tamamen disk benzeri bir popülasyon içerir. Eliptik galaksiler ise neredeyse tamamen halo benzeri popülasyon gösterir.

Yakın galaksilere ait gözlemler evrimleri hakkında ilginç sonuçlar doğurmaktadır. Eliptik galaksilerde çok az gaz ve toz bulunur ve düşük oranda (ya da hiç) yıldız oluşumu gösterirler. Bununla birlikte eliptiklerde bulunan yaşlı yıldızlar yıldız

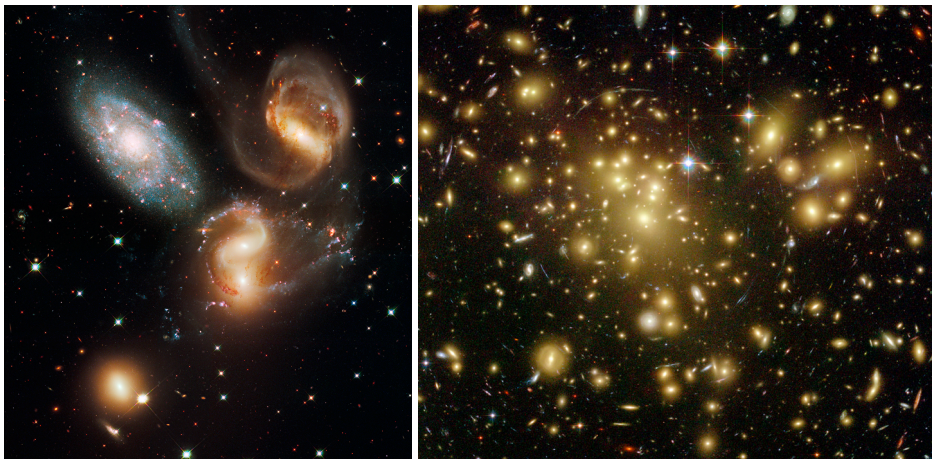
rüzgarlarıyla kütle kaybederek yıldızlararası ortamı yenilerler. Bu etkiler ile gaz ve toz, eliptik galaksilerden bir şekilde taşınır. Spiral galaksilerde ise diskteki gaz ve tozdan yıldız oluşur. Yıldız oluşum hızı o kadar yüksektir ki galaksinin tüm ömrü boyunca devam ediyor olması mümkün değildir. Bir olasılığa göre diskteki yıldız oluşumu göreli olarak yakın zamanda başlamış olabilir ve bu yüzden gazın tamamını tüketecek kadar vakit geçmemiş olabilir. Diğer bir olasılık ise yaşam süreleri içerisinde spiral galaksilere gaz takviyesi yapılmış olmasıdır. Bir spiral galaksi galaksiler arası ortamdan yavaşça düşen gaz sayesinde veya küçük ama gaz bakımından zengin yoldaşlarını yutarak yenilenebilir. Bu ikinci senaryonun genellikle daha çok modeli yapılmaktadır ve büyük sistemlerin içine düzenli olarak düşmekte olan cüce galaksilere ait gözlemlerle uyumludur. Her iki durumda da çevre, galaksilerin evrimi üzerinde önemli bir rol oynamaktadır (Impey, 2012).

Genel olarak izole haldeki bir spiral galaksinin, bir eliptik galaksiye dönüşemeyeceği düşünülmektedir. Yıldız oluşumu dursa ve tüm yıldızları yaşlı ve kırmızı olsa bile, yıldız yörüngeleri diskin şeklini değiştirmeyecektir. Bununla birlikte birçok galaksi kaynaşarak yeni yapılarda yeni sistemler oluşturabilir veya diğer sistemleri etkileyebilirler. Spiral galaksilerin birçok küçük sistemin yığın halinde tek yönlü bir dönme meydana getirecek şekilde çarpışmasından oluştuğu düşünülmektedir. Halkalar, çubuklar spiral motifler gibi yapıların büyük sistemlerin küçük yoldaşları ile etkileşimlerinden doğması olasıdır. Büyük spiraller benzer boyutlu sistemlerle birleşerek eliptik galaksileri meydana getirebilirler. Bu yüzden galaksi etkileşimleri şekil dönüşümlerine, birleşmelerle boyutların büyümesine sebebiyet verebilir ve böylelikle evrendeki galaksi popülasyonunun evriminde önemli rol oynayabilir.

2.4.3 Galaksi Grupları ve Kümeleri

Galaksiler evrende düzgün bir şekilde dağılmak yerine galaksi grupları ve galaksi kümeleri içerisinde toplanmaya eğilimlidir. Samanyolu galaksimiz de Yerel Grup adı verilen bir grubun üyesidir. Galaksi grupları ile kümeleri arasında yumuşak bir geçiş vardır. Bu ayırım üye olan galaksi sayısı ile yapılmaktadır. Kabaca $D \leq 1.5\ h^{-1}$ Mpc küre yarıçapı içerisinde $N < 50$ üye galaksi toplanmışsa bu topluluğa galaksi grubu denir. Galaksi kümeleri $N \geq 50$ den fazla üyeleri vardır ve çapları $D \geq 1.5\ h^{-1}$ Mpc'dir

(Schneider, 2006). Şekil 2.11'de galaksi grubu ve kümelerine ait birer örnek gösterilmiştir.



Şekil 2.11: Kompakt galaksi grubu Stephens Quintet (sol panel) ve galaksi kümesi Abell 1689 (sağ panel) (NASA, ESA).

Galaksi kümeleri evrende kütleçekimsel olarak birbirine bağlı en kütleli yapılardır. Büyük kümelerin kütleleri $M \geq 3\times10^{14}\ M_{\odot}$ olurken grupların kütlesi $M \sim 3\times10^{13}\ M_{\odot}$ civarındadır. Grupların ve kümelerin toplam kütle dağılımı $10^{12}\ M_{\odot} \leq M \leq 10^{15}\ M_{\odot}$ arasındadır.

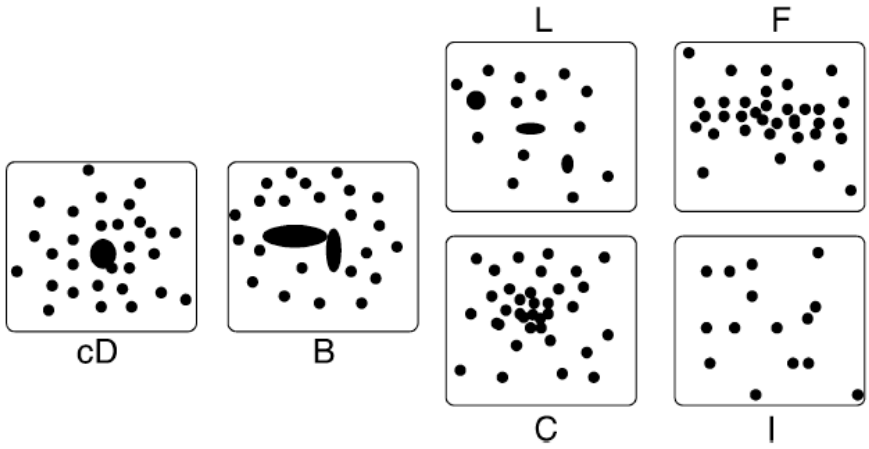
Galaksi kümeleri temel olarak galaksilerin gözlenen uzaysal yoğunlaşması ile nitelendirilmektedir. Galaksilerdeki kütle, kümenin toplam kütlesine ancak küçük bir oranda katkı sağlamaktadır. X-ışın astronomisindeki gelişmeler sayesinde, galaksiler arasındaki sıcak ($T \sim 3 \times 10^7$ K) gaz tarafından salınan radyasyonun keşfi ile galaksi kümelerinin yoğun X-ışın kaynakları olduğu bulunmuştur. Bu galaksiler arası gaz (küme içi ortam – intracluster medium ICM) üye galaksilerdeki yıldızlarda görünenden daha fazla baryon içermektedir. Galaksi dinamiği, kümelerin X-ışın salma özellikleri ve kütle çekimsel mercek etkisinden yola çıkarak galaksi kümelerinde galaksilerde olduğu gibi kümenin kütlesine hakim olan bir karanlık maddenin var olduğu sonucu ortaya çıkmaktadır.

Galaksi kümelerinin gözlemsel kozmolojide çok önemli bir yeri vardır. Evrende kütleçekimi ile birarada bulunan en büyük ve en kütleli yapılardır. Bu yüzden kozmolojik evrimleri kozmik yapıların gelişmesi ile doğrudan ilişkilidir. Yüksek galaksi

yoğunluklarından dolayı gruplar ve kümeler, galaksiler arasındaki etkileşimleri ve bu etkileşimlerin galaksi evrimi üzerindeki etkilerini araştırmak için ideal ortamlardır. Örneğin eliptik galaksilerin daha çok kümelerde bulunması, yerel galaksi yoğunluğunun morfoloji ve galaksilerin evrimi üzerine olan etkisini göstermektedir.

Birçok kümenin merkezinde cD galaksileri bulunur. Bu galaksiler büyük eliptiklerden birçok yönden ayrılmaktadır. Çapı 100 kpc'i geçebilen çok geniş bir yıldız zarfları vardır ve yüzey parlaklık profilleri de geniştir. cD galaksileri galaksi yoğunluğunun çok yüksek olduğu bölgelerde, kümelerin ya da grupların sadece merkezlerinde bulunmaktadır. Birçok cD galaksisinin birden fazla çekirdekleri vardır ve bu durum diğer küme üyeleri arasında az rastlanılan bir olaydır.

Galaksi kümeleri de galaksi dağılımlarının morfolojisine göre sınıflandırılmaktadır. Kullanılan sınıflandırmalardan bir tanesi Şekil 2.12'de gösterilmiştir (Rood ve Sastry, 1971).



Şekil 2.12: Kümelerin morfolojik sınıflandırması (Rood ve Sastry, 1971).

Bu sınıflandırmaya göre cD'ler merkezi bir cD galaksisinin hakim olduğu kümeler; B'ler merkezlerinde bir çift parlak galaksi barındıran kümeler; L'ler hakim galaksilerin nerdeyse lineer şekilde hizalandığı kümeler; C'ler galaksilerden oluşan tek bir çekirdeği olan kümeler; F'ler yassılaşmış bir galaksi dağılımı gösteren kümeler ve I'ler düzensiz dağılım gösteren kümelerdir. Bu sınıflandırma kümedeki galaksi dağılımının görsel izlenimine dayanmaktadır. Yine de bu tip kaba sınıflandırmalar kümenin dinamik denge

halini veya diğer bir küme ile birleşme sürecinin sonunda bozulan durumu hakkında bilgi verebilmektedir. Düzenli ve düzensiz kümeler arasında ayırım yapmayı kolaylaştırmaktadır. Düzenli kümeler kompakt olurken düzensiz kümeler tersine açıktır.

Bu morfolojik sınıflandırma aslında kümeler arasındaki fiziksel farklılıkları göstermektedir. Düzenli kümelere tamamen erken tip galaksilerin hakim olduğu ve düzensiz kümelerdeki spiral galaksi oranının alan galaksilerindeki kadar çok olduğu bulunmuştur. Genellikle düzenli kümelerde merkezi bir cD galaksisinin baskın olduğu görülür ve merkezi galaksi yoğunlukları çok yüksektir. Tam tersi olarak düzensiz kümeler merkezde daha az yoğundur. Düzensiz kümeler genellikle düzenli kümelerde az görülen kuvvetli altyapılar göstermektedir. Düzenli kümeler oldukça zenginken düzensiz kümelerin daha az üyesi vardır. Özet olarak düzenli kümelerin serbest halde oldukları ama düzensiz kümelerin halen evrim sürecinde oldukları söylenebilmektedir (Schneider, 2006).

2.4.4 Kümelerde Evrim Süreçleri

Galaksi kümeleri ve grupları üzerine yapılan gözlemsel çalışmalar, galaksi morfolojilerinin kaynağının anlaşılmasında önemli rol oynamıştır. Bunun birkaç temel sebebi vardır (Moore, 2003):

i. Evrimsel süreçler yüksek yoğunluklu bölgelerde hızlanmaktadır.
ii. Bazı galaksi sınıfları sadece kümeler gibi daha büyük viryalleşmiş (dengeye gelme durumu) sistemlerde bulunmaktadır.
iii. Kümeler çok parlak olduklarından yüksek kırmızıya kaymalarda kolaylıkla bulunabilmekte ve dolayısıyla evrimi doğrudan belirlemek için kullanılabilmektedir.

Kümelere ait dört önemli gözlem kümelerde etkin olan evrim süreçlerinin anlaşılması için ip uçları vermektedir. Bunlar:

- Eliptik galaksilerin oluşumu ve evrimi
- Morfoloji – yoğunluk ilişkisi
- S0 problemi
- Butcher – Oemler Etkisi

Kümelerdeki galaksilerin dinamiğine ve yapısına etki eden teorik mekanizmalar hakkında birçok öneri sunulmuştur.

Küme içerisinde etkin bazı yerel süreçler; başlangıç koşulları, gelgit etkisiyle çalkalanma (galaksiler arası) (tidal shaking), gelgit etkisiyle soyulma (galaksiler arası) (tidal stripping), birleşme (merging) ve galaktik yamyamlık (galactic cannibalism) olarak öne sürülmektedir. Kümelerle ilgili global süreçler ise yine başlangıç koşulları, gelgit etkisiyle sallanma (galaksi - küme arası), gelgit etkisiyle soyulma (galaksi - küme arası), çarpma basıncı ile soyulma ve gaz buharlaşması (ram-pressure stripping), yıldız oluşumunun budanması (truncation), soğutucu akıntılar şeklinde özetlenebilir (Whitmore, 1990).

Eliptik Galaksilerin Oluşumu:

Kümelerin merkezlerinde eliptik galaksiler hakimdir. Eliptik galaksilerin renk-parlaklık diyagramları çok düzgündür. Bu diyagram erken oluşum dönemleri olduğunu ve oluşum zamanlarının senkronizasyonunu göstermektedir (Bower ve diğ., 1992). Kümedeki eliptik galaksiler pasif olarak z~1'e evrimleşmektedirler. Yıldız popülasyonları yaşlanmakta ve çok az miktarda yıldız oluşumu devam etmektedir (Schade ve diğ., 1997). Küme ve alanlardaki eliptik galaksiler benzer şekilde evrimleşiyor gibi görünmektedir (Schade ve diğ. 1999). İzole haldeki bir karanlık madde halosunda soğuyan gazın doğal olarak son hali bir disktir. Bu yüzden disklerin tüm morfolojik diziyi oluşturan başlangıç yapı taşları olduğu varsayılmaktadır (Moore, 2003).

Işınım güçleri açısından merkezi küme cD galaksileri ile yerel grup cüce galaksileri arasında 10^7 kat fark vardır. En küçük eliptikler en kütlelilere göre daha hızlı dönmektedir. cD galaksilerinin ışınım güçlerinde dar bir dağılım gözlenmiştir. cD galaksileri zengin kümelerin merkezlerinde yer almaktadır. Galaksilerin ışınım gücü fonksiyonunun dışında kalmaktadırlar. Düşük yüzey parlaklığında geniş yıldız zarflara sahiptirler ve çoğu birden fazla çekirdek içermektedir (Whitmore, 1990). cD galaksilerinin oluşumu için öne sürülen teorilerden biri, yakın yoldaş galaksilerinin yaptığı galaktik yamyamlıktır (Hausman ve Ostriker, 1978). Dinamik sürtünme kütleli galaksileri kümelerin merkezine getirmektedir ve bu kütleli galaksilerin küme merkezlerinde birleşmesi ile oluşan dev galaksiler çekirdek etrafındaki diğer galaksileri

yutmaktadır. cD galaksilerinin oluşumu için öne sürülen bir diğer teori, gelgit etkisi sonucunda kalıntıların toplanmasıdır. Gelgit etkisinin yaratacağı soyulma, kümelerdeki birleşmelerin önemini azaltmaktadır. Birleşmenin kümenin potansiyel kuyusunun dışında gruplar içerisinde meydana gelmesi gerektiği savunulmaktadır (Merritt, 1985). Gerekli görülen bir diğer teori de küme içi ortamdan (ICM) merkeze doğru olan soğutucu gaz akıntısının varlığıdır. Yılda en az 400 $M_{\odot}$ kadar gazın akmasından bahsedilmektedir. Eğer bu gaz yıldıza dönüşürse cD galaksilerinin ışınım gücünü arttırabileceği öne sürülmüştür (Sarazin ve O'Connell, 1983).

Morfoloji – Yoğunluk İlişkisi:

Dressler (1980)'in ortaya koyduğu morfoloji–yoğunluk ilişkisine göre zengin kümelerin merkezi bölgelerinde çok az spiral galaksi saptanmıştır. Eliptik galaksiler yüksek yoğunluklu bölgelerde hakimdir. Dressler ve diğ. (1997) $z \sim 0.5$ kırmızıya kayma değerindeki kümelerde bu ilişkiye bakmış ve tüm küme tipleri bir arada ele alındığında neredeyse ilişkinin olmadığını görmüştür. Sadece düşük kırmızıya kaymalarda gözlenen yüksek yoğunluklu kümeler bu ilişkiyi göstermiştir. Düzensiz kümelerde morfolojinin yerel yoğunluğa bağlı olmadığı saptanmıştır. Bu ayırımı meydana getiren süreçler kümelerin yoğunlaşmasına bağlı olarak farklı oranlarda çalışabilmektedir.

Zengin kümelerin merkezi bölgelerinde ancak birkaç spiral galaksinin bulunması iki şekilde açıklanabilmektedir: (1) Küme galaksileri birleşmelere daha yatkın ortamlarda oluştuklarından hiçbir zaman merceksi S0'lar, eliptikler (E) ve cüce eliptikler (dE) gibi disk yapıda değillerdi. (2) Diskler ilk başta oluştu ve sonradan oluşan küme ortamının marifetiyle diğer morfolojik tiplere dönüştü.

Hubble Uzay Teleskobu, yoğun ve ilkel-yoğun çevrelerde son birkaç milyar yıldaki morfolojik değişimin doğrudan gözlenebilmesini sağlamıştır. $z \sim 0.5$'den Butcher-Oemler (Butcher ve Oemler, 1978a) kümelerinin yüksek çözünürlüklü görüntüleri, parlak eliptik popülasyonunun o dönemde çoktan yerinde olduğunu ancak diğer galaksilerin çoğunun diskler olduğunu (Dressler ve diğ.,1997) ve hatta S0 popülasyonunun az sayıda olduğunu (Smail ve diğ., 1997) göstermiştir. Bu Butcher-Oemler kümelerinin çoğu, sonunda Coma gibi yakın zengin kümelerdekine benzer kütle ve galaksi dağılımına sahip olacak, birleşmekte olan karmaşık gruplardır.

Morfoloji - yoğunluk ilişkisi için önerilen olası kütleçekimsel mekanizmaların başında kümelerdeki birleşmeler ve etkileşimler gelmektedir. Karşılaşmalar küme içerisinde çok hızlanmaktadır. İlk geçişlerde birleşmenin kümelerin dış bölgelerinde olması olasıdır. Diğer bir mekanizma yüksek hızlı karşılaşmalarda galaksi tacizidir (harassment) (Moore ve diğ., 1996). Çok sık meydana gelen yüksek hızlı karşılaşmalarda ilk karşılaşmada çubuk yapılar oluşur. Sonraki karşılaşmalar yıldız oluşumlarında artış yaratmaktadır. Sonunda açısal momentum kaybı ile eliptik bir yapıya çöküş meydana gelmektedir.

Bu mekanizmaları destekleyen kanıtlardan biri küme içi yaygın ışığının varlığıdır (ICL). Kümenin yıldız popülasyonunun ~ %10 - 40'ını oluşturmakta olan galaksiler arası yıldızlardan kaynaklanmaktadır (Feldmeier ve diğ., 2003). Bir diğer kanıt gelgit etkisinin kalıntılarıdır. Bunlar genellikle duman bulutu veya yay benzeri yapılar olarak görülmektedir. Gelgit kalıntılarının ve ICL miktarı yerel yoğunluğa bağlıdır, bu da birleşme senaryosunu desteklemektedir (Combes, 2004). Yıldız oluşum halkaları da bir başka kanıttır. Bu halkalara iki kollu spirallerde daha sık rastlanmaktadır (Oemler ve diğ., 1997). Gelgit etkileşimleri sırasında tetiklenen çubuk yapıları bunun bir sonucudur.

Diğer olası mekanizmalar arasında, çarpma basıncı ile soyulma, yıldızlararası ortamdaki gazın ısısal buharlaşması ve "açlık" (starvation) gösterilmektedir. Çarpma basıncı ile soyulma, kümelerden geçmekte olan galaksilerdeki gazı taşıyabilir. Yıldızlararası ortam ile küme içi ortam arasında etkileşim söz konusudur. Küme içi ortamın metal içeriğini açıklayabilmektedir. Açlık olarak tanımlanan, spirallerin yıldızlararası ortamını tazeleyen gaz depolarının soyulmasıdır. Bu mekanizmaları destekleyen önemli bir kanıt küme galaksilerindeki HI yoksunluğudur.

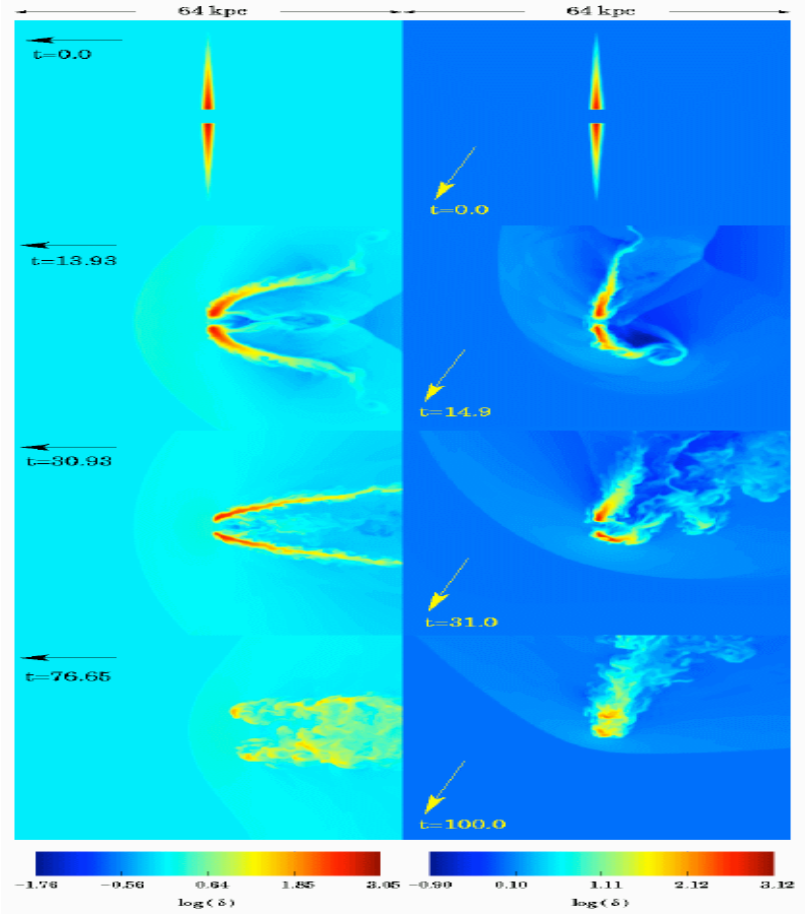
Bu mekanizmaların çoğu sadece büyük kütleli galaksi kümelerinde etkindir ve morfoloji-yoğunluk ilişkisi ile Butcher-Oemler etkisini açıklamak için gerekli olabilir. Ancak daha düşük yoğunluklu ortamlardaki evrim de önemli rol oynayabilmektedir (Moore, 2003).

S0 Problemi:

Kümelerdeki S0 galaksilerinin oranı yerel yoğunluğa çok az bağımlılık göstermektedir (Dressler ve diğ., 1997). Pasif olarak evrimleştikleri varsayılırsa oluşum dönemleri $z_{oluşum} > 2$ olarak belirlenmektedir. Ancak tüm S0'ların oranına bakıldığında orta

kırmızıya kaymalarda ~ %20 ve yerel evrende ~ %45 çıkmaktadır. Bu sonuca göre S0 galaksilerinin $z < 0.5$ döneminde oluşması gerekmektedir. S0'ların oluşum dönemi hem $z < 0.5$ hem $z > 2$ olarak çelişkili bir problem ortaya çıkmaktadır. Bu duruma paralel olarak spiral galaksilerin oranında da değişim gözlenmesi spirallerin S0'lara dönüşme ihtimalini doğurmaktadır.

Bir S0 galaksisinin tanımı temel olarak yapısal özellik göstermeyen, çok az yıldızlararası ortam gösteren veya hiç göstermeyen disksel (disky) bir galaksidir. Buna göre bir S0 oluşturmanın en basit yöntemi bir Sa/Sb disk galaksisinden yıldızlararası ortamı çıkartmaktır (Solanes ve Salvador-Sole, 1992). Bunun için iki olası yöntem mevcuttur. Büyük kütleli bir kümenin merkezinden geçmekte olan herhangi bir galaksi, merkezden geçme süresinden daha küçük bir zaman ölçeğinde çarpma basıncı soyulması (ram-pressure stripping) ile gazını tamamen yitirecektir (Şekil 2.13). Kalan yoğun moleküler gaz yıldızlararası ortama dönüşebilir ve yine bir yıldız oluşumu artışıyla tükenebilir. Diğer bir olasılık da küme ve kendi altyapıları arasındaki kütleçekimsel etkileşimlerin, diskleri ısıtmasıdır. Böylece disklerdeki spiral yapıyı ve diğer kararsızlıkları bastıran Toomre "Q" parametresi arttırılarak yapı ile tüm kararsızları ortadan kaldırılmaktadır (Quilis ve diğ., 2000).



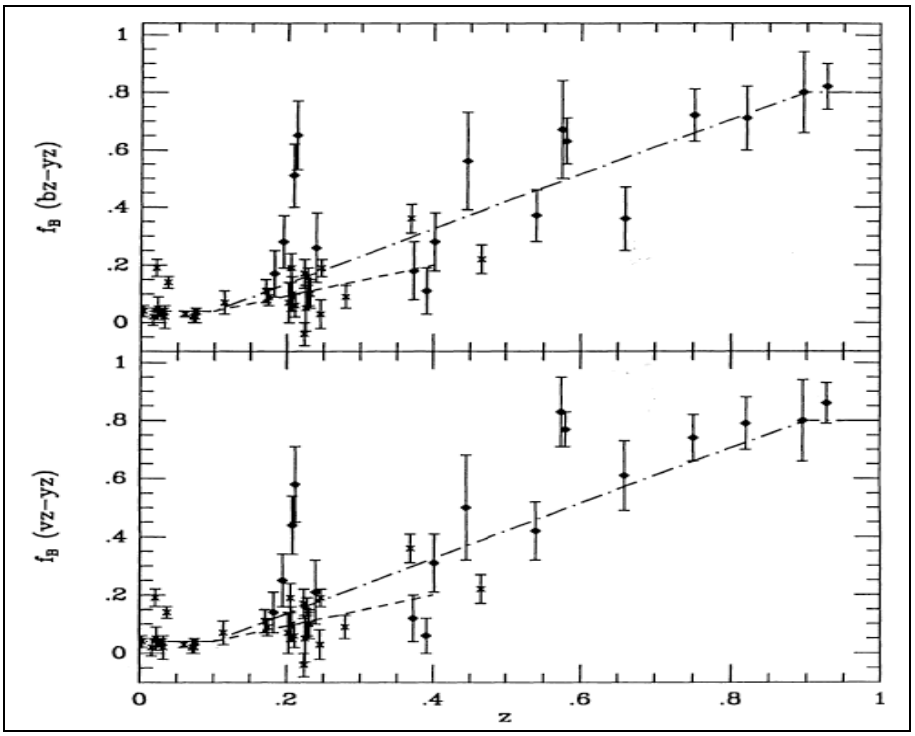
Şekil 2.13: Bir galaksi kümesinin merkezine düşmekte olan bir galakside gaz basıncı soyulması etkisi (Quilis ve diğ., 2000). (Zaman milyon yıl mertebesindedir.)

Sonuç olarak bir spiral galaksiden bir S0 galaksisi oluşturmak mümkündür. Andreon (1998) S0 probleminin sınıflandırma hatalarından doğduğunu öne sürmektedir. Yüksek kırmızıya kaymalarda E ve S0 galaksilerini birbirinden ayırmanın zor olduğunu ve hatalar göz önüne alındığında E/S0 oranının yakın ve orta z'lerdeki kümelerde aynı olduğunu söylemektedir.

Butcher – Oemler Etkisi:

Butcher ve Oemler (1978b) $0.003 < z < 0.54$ arasındaki 33 kümeyi çalışarak kırmızıya kaymayla birlikte mavi galaksi oranında hızlı bir artış bulmuşlardır. Bunların yüzde birkaçı yerel evrende ama %35'i $z = 0.5$'te görülmüştür. Daha sonra Rakos ve Schombert (1995) $0 < z < 1$ aralığındaki 17 kümeyi çalışmış ve Butcher - Oemler

etkisinin z = 1'e kadar devam ettiğini göstermiştir (Şekil 2.14). Günümüz evreninde zengin kümelerde galaksi tipleri karışımının %20 Eliptik, %40 S0 ve %40 Spiral olduğunu ve bu çalışmada elde edilen yeni verileri, tüm disk sistemlerinin 8 milyar yıl önce önemli miktarda yıldız oluşumunda harcandığı anlamına geldiğini ileri sürülmektedir.



Şekil 2.14: Kümelerde Butcher-Oemler etkisi (Rakos ve Schombert, 1995).

Butcher-Oemler (1978)'de fotometrik verilere dayansa da daha sonra spektroskopik çalışmalarla desteklenmiş ve Butcher-Oemler etkisi olarak kabul görmüştür. Yüksek kırmızıya kaymalarda daha çok mavi galaksi; daha çok salma çizgisi gösteren galaksi olduğu bulunmuş ve E+A galaksileri gözlenmiştir. Bu mavi galaksiler disk benzeri sistemler olup genellikle olası birleşmelerden kaynaklanan bozuk morfolojilere sahiptir. Salma çizgisi gösteren galaksilerinin daha çok olması ise yıldız oluşumu patlamalarıyla veya aktif galaktik çekirdekleri ile açıklanmaktadır. E+A galaksilerinin bu şekilde isimlendirilmeleri spektrumlarının özelliklerinden kaynaklanmaktadır. Spektrumları eliptik galaksilere benzer özellikler gösterdiğinden "E" diye anılmakta ve spektrumlarında A tipi yıldızlarınkine benzer Balmer çizgileri gösterdikleri için de "A"

ismini almaktadır. Büyük olasılıkla yıldız oluşumunun son milyar yılda durmuş olduğu, yıldız oluşumu artışı sonrası (post-starburst) galaksilerdir (Couch ve Sharples, 1987). Bu galaksiler, yıldız oluşumu ile sakin evre arasında geçiş döneminde yer alırlar. Aslında Butcher-Oemler etkisi ile ilişkilendirilirler ama hem kümede hem de alanda bulunmaktadırlar.

Yukarıda bahsi geçen olaylar ve mekanizmalar kronolojik bir sırayla özetlenebilir: Eliptiklerin oluşumu ve birleşmeler çoğunlukla kümelerin dışında meydana gelmektedir. Küme içi ortam sadece küme oluşumundan sonra yerini almaktadır. Gelgit etkileşimleri galaksilerdeki gazı soyarak küme içi ortamı oluşturmaktadır. Metal bolluğu gazın büyük bir oranının çoktan işlendiğini göstermektedir. Günümüzde galaksilerin birleşme oranı neredeyse sıfırdır. Eliptikler pasif olarak evrimleşmektedir. Çarpma basıncı (ram pressure) ve gelgitler kümelere düşen galaksilerin gazını soymaktadır. Düşük yoğunluklu galaksiler küme içi ışığa (ICL) katkı sağlayacak şekilde bozulmuş olabilmektedir (Combes, 2004).

Nümerik simülasyonlar, çevresel süreçlerin diskler üzerine etkiyen kütleçekimsel etkileşimlerle, Hubble düzenindeki galaksilerin (S0, dE, dS0, dSph, UCD) çoğunluğunun bazı temel özelliklerini yeniden oluşturmak için yeterli olduğunu göstermiştir. Teori ile kıyaslama yapabilmek için kütlelerine göre seçilen küme örnekleri kullanarak farklı dönemler için Butcher-Oemler etkisinin nicel olarak ölçülmesi gerekmektedir (Moore, 2003).

2.5. GALAKSİ MORFOLOJİSİ – YOĞUNLUK İLİŞKİSİ

Kümelerin ve küme galaksilerinin önemli bağıntılarından biri olan “morfoloji-yoğunluk ilişkisi”, ilk kez Dressler (1980) tarafından ortaya konulan galaksilerin morfolojik tipleri ile içerisinde bulundukları çevreler arasında saptanmış gözlemsel bir ilişkidir. Bu ilişki, erken tip (E ve S0) galaksilerin tercihen yüksek yoğunluklu çevrelerde, geç tip (spiral) galaksilerin ise daha düşük yoğunluklu bölgelerde ya da alanda bulunduğunu gösterir. Spiral galaksiler, kümelerin yüksek yoğunluklu bölgelerinde az görülürken, kümenin dış kısımlarında veya alanda daha sık rastlanırlar. Diğer taraftan erken tip galaksilere

kümelerde, hatta bir kümenin en yoğun bölgesi olan merkezinde çok rastlanırken, alanda nadiren bulunurlar.

Ancak galaksi morfolojisi ile içerisinde bulunduğu çevre arasındaki bu ilişkinin evrenin ilk zamanlarında farklı olma olasılığı ortaya atılmıştır (Dressler ve diğ., 1997). Kozmolojik kırmızıya kayma uzaklığın, diğer bir ifadeyle de zamanın bir belirtecidir. z = 0 günümüzü ya da yakın çevremizi, daha büyük kozmolojik kırmızıya kayma (z > 0) değerleri ise evrenin ilk zamanlarını ya da büyük uzaklıkları göstermektedir. Evrenin geçmişine baktığımızda, galaksilerin dolayısıyla galaksi kümelerinin nasıl oluştukları ve yapıları hakkında elde edilen birçok gözlemsel bulgu sayesinde teoriler için delillere ulaşılmaktadır. Ayrıca kümelerde geçerli olan bazı önemli fiziksel mekanizmalar da araştırılarak, galaksi evrimine dair çeşitli sonuçlar elde edilmektedir (Mullan ve Haisch 2008).

Farklı ortamlardaki galaksilerin morfolojik dağılımlarının ve bunun evriminin araştırılması; galaksi içindeki yıldız ve gaz dinamiği ile yıldız oluşumunun zamanla nasıl değiştiği hakkında bilgi verebilmektedir. Aynı zamanda galaktik yapıların oluştuğu dönemlerdeki koşullara göre çevresel işlevlerin etkisinin önemini ortaya koymaktadır. Standart hiyerarşik küme modellerine göre, evrenin yüksek yoğunluklu bölgelerindeki galaksiler düşük yoğunluklu bölgelerdeki galaksilere göre daha erken çökerek daha hızlı evrimleşirler. Bununla birlikte, yoğun ortamlardaki galaksiler çok çeşitli dış baskılara maruz kaldıklarından spiral yapının korunmasına pek olanak yoktur (Postman ve diğ., 2005).

Bir galaksinin oluştuğu çevrenin yoğunluğunun, galaksinin morfolojisi üzerinde önemli bir etkisi vardır. Morfoloji–yoğunluk ilişkisinin, galaksinin oluştuğu çevrenin galaksi evrimini de etkilediğine dair bir gösterge olduğu düşünülmektedir. Özellikle galaksiler kümeler gibi yüksek yoğunluklu bölgelerde galaksilerdeki yıldız oluşumunun durması, galaksilerdeki morfolojik bozulmalar, galaksilerin birbirleriyle etkileşimleri, birleşmeler ve galaksi morfolojisi ile küme tipi arasındaki ilişki araştırılmaya devam eden güncel konulardır. Bu bağlamda morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimsel açıdan farklı z değerleri için geçerli olup olmadığının araştırılması, galaksilerin küme içerisinde oluşum, yapı ve evrim süreçlerinin incelenmesine yol gösterici bilgiler sunabilmektedir.

Galaksiler genellikle alanlarda değil, birçok diğer galaksi ile birlikte galaksi gruplarında veya galaksi kümelerinde yer alırlar. Galaksilerin bulundukları bu çevrelerde çeşitli etkileşimler sıklıkla görülür. Galaksiler arası birleşmeler, çarpışmalar, küme içi ortamın basınç ve çekimsel etkileri gibi olaylar galaksinin yapısını, morfolojisini ve galaksi içindeki yıldız oluşumunu etkilemektedir. Özellikle galaksiler kümeler gibi yüksek yoğunluklu bölgelere girdikleri zaman galaksilerdeki yıldız oluşumunun durduğuna dair önemli gözlemsel kanıtlar vardır. Yıldız oluşumunun neden durduğu tam anlaşılamamakla beraber, buna sebep olabilecek birkaç etkileşim olarak küme içi ortamın basınç etkileri (ram pressure stripping), çekimsel etkileri (galaxy strangulation) ve galaksi sıkışmaları (galaxy harassment) süreçleri önerilmektedir (Kauffmann 1995, Benson ve diğ., 2001, Heavens ve diğ., 2004).

Bu etkileşimler, galaksilerin bulunduğu çevreye bağlıdır. Güncel araştırmalar galaksilerin evriminin şekillenmesinde etkileşimlerin önemli rol oynadığını önermektedir. Ancak bu mekanizmalar her ne kadar gerçekçi çözümler gibi gözükseler de, gerçekte örneğin bir spiral galaksinin bir S0 tipi galaksiye morfolojik dönüşümünü tam olarak açıklayamamaktadır. Aynı zamanda bu etkileşim süreçleri için gerekli uzun zaman ölçekleri ile ilgili problemler de vardır.

Önerilen bu süreçler her yoğunluktaki küme için morfoloji-yoğunluk ilişkisini tanımlamakta başarısız kalmaktadır. Bu etkiler çerçevesinde farklı kırmızıya kaymalardaki kümeler için morfoloji – yoğunluk ilişkisinin kurulması, galaksi evriminin araştırılmasında gerek duyulan bir unsurdur. Belli bir z değerinde morfoloji-yoğunluk ilişkisi oluşturulduktan sonra farklı z değerlerindeki morfoloji – yoğunluk ilişkisine bakılarak bu ilişkinin nasıl evrimleştiği incelenmelidir.

Yukarıda bahsi geçen işlevlerin anlaşılması için farklı morfolojik sınıfların göreli popülasyon oranı ile yerel galaksi yoğunluğu arasındaki ilişkinin araştırılması gerekmektedir. Morfoloji – yoğunluk ilişkisi ve evrimi konusundaki öncü çalışmalar bu konuya ışık tutmuştur (Dressler 1980, Dressler ve diğ. 1997).

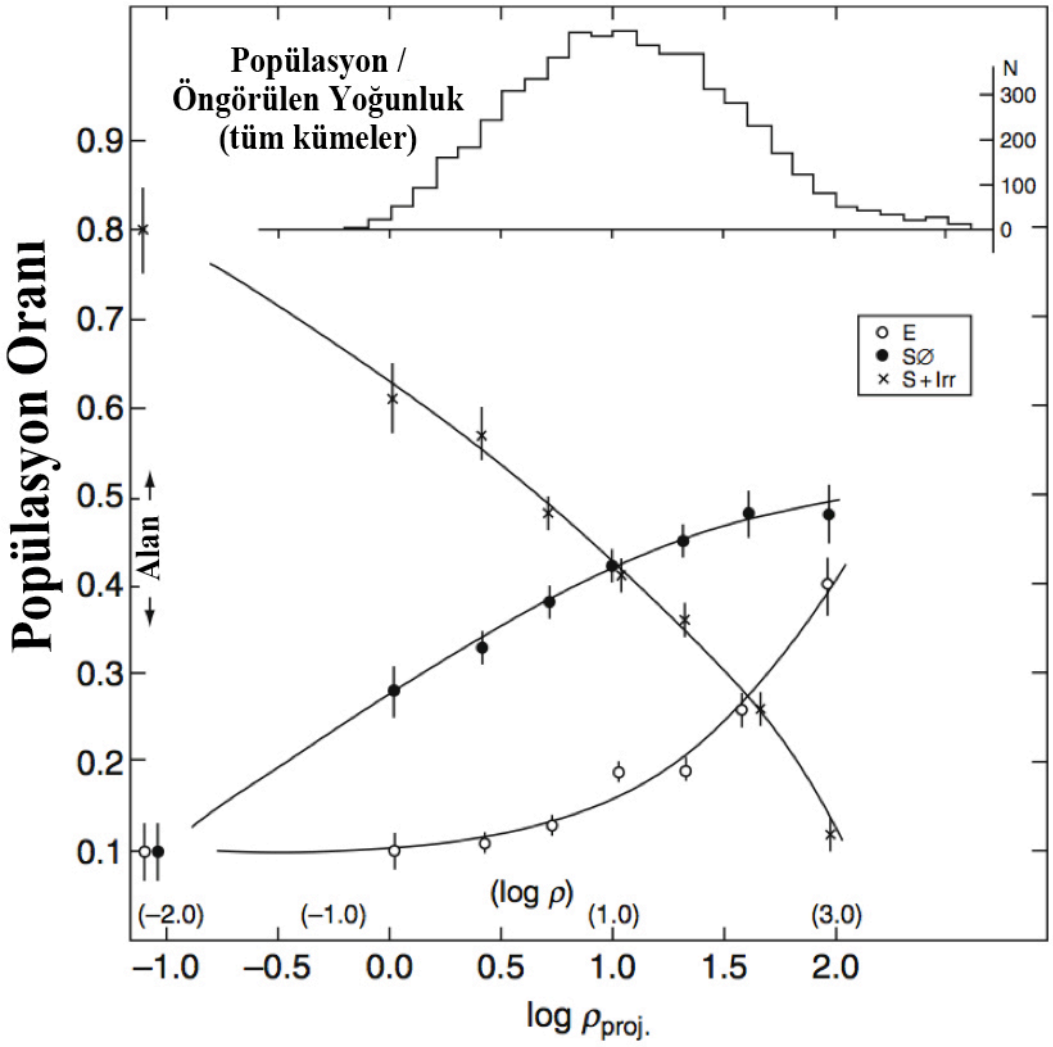
1980'lerden günümüze dek yapılan çalışmalarda z = 0 yani yerel evren içerisinde, galaksi morfolojilerinin dağılımının en yoğun bölgelerden dış bölgelere doğru yavaşça değiştiği görülmüştür. Ancak yerel olarak gördüğümüz bu morfolojik ayrım, kırmızıya

kaymanın bir fonksiyonu olarak değişmemektedir. Yerel evrendeki morfoloji-yoğunluk ilişkisinin bir benzeri z ~ 0.5 (~ 5 milyar yıl önceye karşılık gelir) değerinde, düzenli kümelerde görülürken, daha düzensiz kümelerde bu ilişki yok denecek kadar azdır. Zamanda daha geriye baktıkça z ~ 1 (8 – 9 milyar yıl önce) değerinde galaksileri morfolojilerinden ayırt etmek güçleşir ve morfoloji-yoğunluk ilişkisinin değişiminin belirlenmesi zorlaşır (Mullan, 2009).

Peebles (1970) tarafından açıklanan geleneksel modele göre, çökmekte olan bir galaksi kümesinin denge durumu galaksi morfolojisini etkiler. Peebles modelinde bir küme, dengeye gelecek yoğunluğa erişene dek bir serbest çökme dönemi geçirir. Bu dengeye gelme durumu (viryalizayson) meydana geldiğinde, spiral galaksiler düzenli kümelerin merkezlerinde görülen S0 galaksilerini oluşturmak üzere içerisinde bulundukları gazdan dışarı süpürülürler (Peebles, 1970). Bu viryalizasyonun galaksi morfolojisini etkilemesi hipotezini Dressler (1980) araştırmış ve galaksilerin morfolojileri ile belirli bir küme tipi arasında bir ilişki bulamamıştır. Bunun yerine Dressler, morfoloji ilişkisinin, kümedeki bir galaksinin içerisinde bulunduğu bölgenin yerel yoğunluğuna bağlı olduğunu önermiştir. Dressler, kümenin bir bölgesi ne kadar yoğunsa E ve S0 galaksilerinin o kadar fazla olacağını ve bir bölge az yoğunsa, spiral tip galaksilerin daha fazla bulunacağını söylemektedir.

Galaksi morfolojilerinin dağılımının yoğun bölgelerden dış bölgelere doğru yavaşça değiştiği Dressler (1980) tarafından 55 zengin kümedeki 6000 galaksi için, galaksi popülasyonları incelenerek saptanmıştır. Bununla birlikte farklı morfolojik tiplerin oluşumu ve/veya evrimleri hakkındaki dolaylı tespitlerden bahsedilmiştir. Yerel galaksi yoğunluğu ile galaksi tipi arasında iyi tanımlamış bir ilişki bulunmuştur (Şekil 2.15). Dressler, 6000 galaksi içeren 55 zengin galaksi kümesi ile oluşturduğu Şekil 2.15'de, spiral+düzensiz (irr) galaksiler ile eliptik ve S0 galaksilerinin yerel yoğunluğuna (galaksi/Mpc^2) bağlı galaksi dağılımlarını göstermiştir. Daha yoğun bölgelere gidildikçe eliptik ve S0 galaksilerinin sayıca arttığının, tersine spiral ve düzensiz galaksilerin ise sayılarının azaldığı görülmüştür. Bu sayede artan yoğunluk ile spiral galaksi popülasyonundaki azalış ve eliptik, S0 popülasyonlarındaki artışı gösteren çalışmalar açıklanabilmiştir (Dressler, 1980).

Gözlemler sonucunda benzer yakın kümelerle kıyaslandığında, yüksek kırmızıya kaymaya sahip zengin galaksi kümelerinde mavi renkli galaksiler açısından bir fazlalık olduğu görülmüştür. Bu özelliğe ilk kez Butcher ve Oemler (1978a) tarafından dikkat çekilmiştir ve literatürde Butcher-Oemlere etkisi olarak anılmaktadır. Zamanda geriye baktıkça mavi galaksi oranındaki genel artış eğilimi, galaksilerin nasıl oluştuğu konusunda önemli bir ipucudur (Butcher ve Oemler, 1978a).



Şekil 2.15: Galaksi morfolojisi–yoğunluk ilişkisi (Dressler, 1980).

2.5.1 Morfoloji–Yoğunluk İlişkisinin Evrimi

Yoğun ortamların az yoğun ortamlara göre daha yüksek oranda erken tip galaksiler barındırdığını söyleyen gözlemsel morfoloji–yoğunluk ilişkisi, galaksilerin oluşumu ve

evrimi hakkında ipucu sağlamaktadır. Böyle bir ipucu galaksi popülasyonunun şekillenmesinde çevrenin önemli bir rol oynadığına işaret etmektedir.

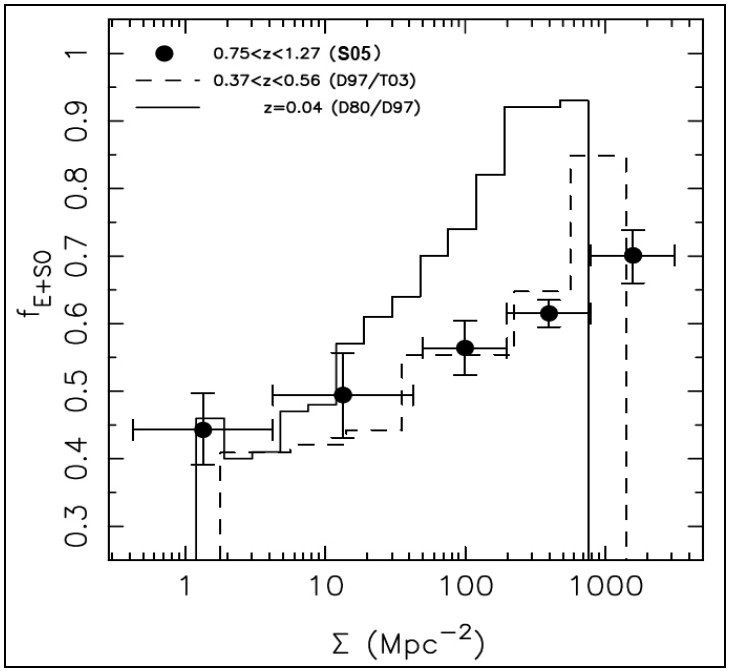
Morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi ise galaksiye ait özellikler ile çevre arasındaki ilişkinin ne zaman ve nasıl kurulduğunu söyleyebilmektedir. Günümüz ($z = 0$) ile $z \sim 1$ arasında erken tip galaksi oranının önemli miktarda değiştiği; geçmişte daha düşük oranda erken tipler görüldüğü bulunmuştur (Dressler ve diğ., 1997, Smith ve diğ., 2005, Postman ve diğ., 2005). Bu çalışmalar ışıma gücüne göre seçilmiş örneklere dayanmaktadır.

Dressler ve diğ., (1997), Hubble Uzay Teleskopu ile gözlenen küme galaksilerinin morfolojik olarak sınıflandırılması ile kırmızıya kaymanın $z \sim 0.5$ olduğu dönemden itibaren morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimini araştırmışlardır. Çalışmaları sonucunda inceledikleri her kümede eliptik galaksilerin oranının düşük kırmızıya kaymaya sahip kümelerde olduğu kadar ya da daha çok olduğunu görmüşlerdir. Ancak S0 oranının 2 – 3 kat daha küçük olduğunu ve spiral galaksi oranının ise benzer şekilde arttığını göstermişlerdir. Morfolojik tiplerin farklılıklarının hiyerarşik olarak ilerlediğini ve eliptik galaksilerin serbest gruplarda bulunabildiklerini, ancak S0'ların küme viryalizasyonundan sonra sayıca artığını söylemişlerdir.

Goto ve diğ., (2004) SDSS gökyüzü taramasından seçtikleri 736 galaksi kümesini kullanarak $0.02 < z < 0.3$ kırmızıya kayma aralığında renk-yarıçap (galaksi merkezinden olan uzaklık) ve morfoloji-yarıçap ilişkilerinin evrimini incelemişlerdir. Mavi/geç tip galaksi oranının, kümelerin dışına doğru gittikçe arttığını ortaya koymuşlardır. Herhangi bir yarıçap için azalan kırmızıya kayma ile mavi/geç tip galaksi oranlarının azaldığını bulmuşlardır. Bu bulgu, Butcher–Oemler (1978a) etkisi ile uyum içerisindedir. Buna ilaveten renk (spektrel) evriminin $z \sim 0.2$ civarında neredeyse tamamlandığını ve morfolojik evrimin günümüze dek devam ettiğini bulmuşlardır (Goto ve diğ., 2004).

Smith ve diğ., (2005) $z = 1$ için 7 küme ve 2 alana ait galaksilerde morfoloji–yoğunluk ilişkisini araştırmıştır. Öngörülen yoğunluğa göre erken tip galaksilerin oranı f_{E+S0} olarak tanımlanan morfoloji–yoğunluk ilişkisinin $z = 1$ için var olduğunu; erken tip oranının öngörülen yoğunlukla monotonik olarak arttığını bulmuşlardır. Diğer çalışmalarda elde edilen (Dressler, 1980, Dresler ve diğ., 1997, Treu ve diğ., 2003)

ilişkilerle karşılaştırma yapmışlar ve z = 1 için buldukları morfoloji–yoğunluk ilişkisinin Dressler'in küçük kırmızıya kayma değerleriyle günümüz evreni için yaptığı çalışmalardaki kadar belirgin bir ilişki olmadığını göstermişlerdir (Şekil 2.16).



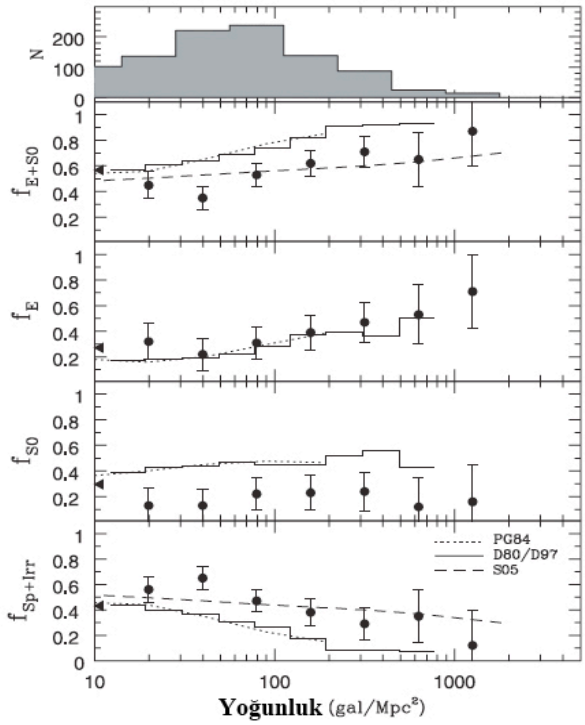
Şekil 2.16: Farklı kırmızıya kaymalarda öngörülen yoğunluğa (Σ) göre erken tip oranı (Smith ve diğ.,2005).

Şekil 2.16'de düz çizgi ile gösterilen günümüz evrenine ait ilişkinin eğimi, noktalarla gösterilen z = 1 için elde edilen ilişkiye göre ~ 3 kat daha diktir. Smith ve diğ. (2005) 3 farklı yoğunluktaki ortam için erken tip oranının kırmızıya kayma ile değişimi de incelenmiştir (Şekil 2.15). Buna göre morfoloji–yoğunluk ilişkisinin z = 1 ve z = 0.5 için çok benzediğini; sadece yüksek yoğunluklu bölgeler için önemli bir değişim olduğunu göstermiştir. Düşük yoğunluklarda erken tip oranının tüm kırmızıya kayma aralığı için ($0 < z < 1$) neredeyse $f_{E+S0} = 0.4 \pm 0.1$ değerinde sabit olduğunu, evrim göstermediğini bulmuştur. Bu sonuçlardan itibaren Smith ve diğ., (2005) kümelerde bulunan çoğu eliptik galaksinin $z > 2$ yüksek kırmızıya kayma dönemlerinde oluştuğu; yoğunluğa bağlı gelişmenin, kümeye düşen disk galaksilerini çevresel etkenlerle merceksilere dönüşmesinden kaynaklandığı ve daha sonraki dönemlerde küme galaksilerinin olası birleşmeler yaşadığı basit bir model önermiştir. Buradan yola çıkarak z = 1'deki tüm erken tip küme galaksilerinin eliptiklerden oluşabileceğini öne

sürmüştür. Ancak bunun test edilmesi için çevre yoğunlukları ölçülebilen erken tip küme ve alan galaksilerine ait daha büyük örneklemlerin çalışılması gerektiğini vurgulamıştır.

Kümeye düşmekte olan galaksilerin bazıları eliptikler olabileceği gibi spiraller ve merceksiler birleşerek kümenin merkezinde veya düşen gruplarda eliptikleri oluşturabilirler. Bununla beraber küme merkezlerindeki eliptikler de birleşerek kümenin en parlak galaksisini (BCG) meydana getirebilir (van Dokkum ve diğ., 1999).

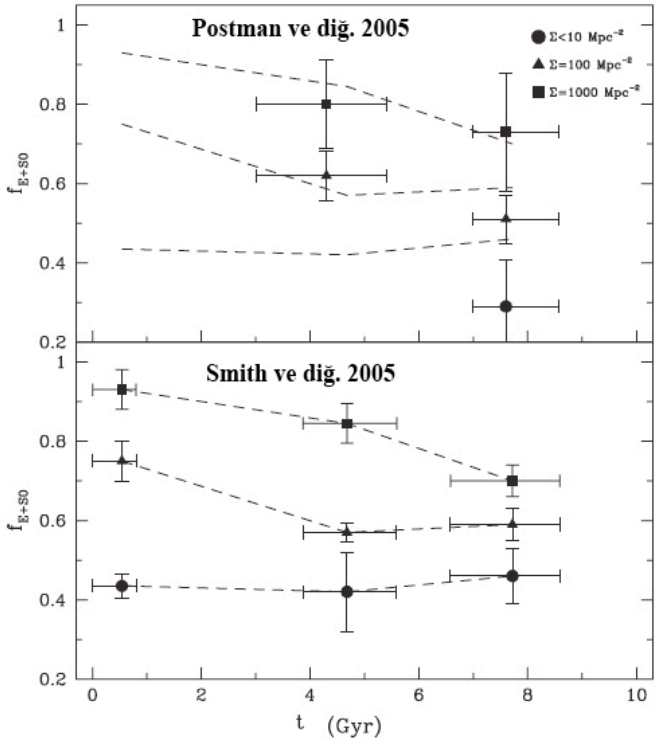
Şekil 2.17'de görüldüğü gibi Postman ve diğ., (2005) z ~ 1 olan 7 galaksi kümesindeki 4750 galaksi için, morfolojik sınıfının tanımlamasını yapmışlar ve morfoloji–yoğunluk ilişkisini araştırılmışlardır.



Şekil 2.17: Farklı galaksi tiplerinin z ~ 1 için morfoloji–yoğunluk ilişkileri (Postman ve diğ., 2005). PG84 noktalı çizgi, D80/97 sürekli çizgi ve S05 kesikli çizgidir.

Şişkin bölgesi baskın olan erken tip galaksilerin (E+S0) oranının ortamın yoğunluğu ile arttığını ancak bu artışın z ~ 1'de günümüze kıyasla daha yavaş olduğunu göstermişlerdir (Postman ve diğ., 2005). z ~ 1 için Mpc^2 başına toplam $\Sigma \geq 500$

galaksiden fazla galaksi barındıran yoğun ortamlar için E+S0 oranı 0.72 ± 0.10 olarak belirlenmiştir. z ~ 0 için ise 5 kat daha az yoğun bölgelerde bu oran yüksek çıkmaktadır. Eliptik galaksi oranı – yoğunluk ilişkisi z = 1 ve z = 0 arasında önemli bir evrim göstermemektedir. Şekil 2.18'de farklı yazarlara ait f – yoğunluk (gal/Mpc^2) ilişkisi kıyaslanmıştır. Şekil 2.18'te Dressler, (1980) (D80) ve Dressler ve diğ., (1997) (D97) ile yine z ~ 1 için Smith ve diğ. (2005) (S05), Postman ve diğ., (2005) (PG84) ile karşılaştırılmaktadır.

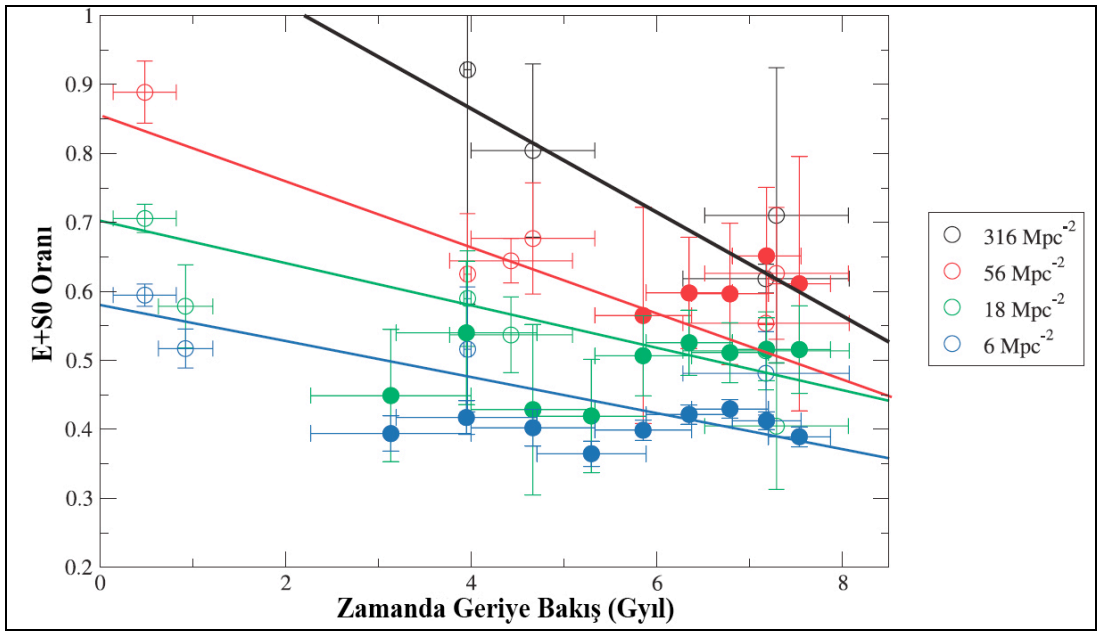


Şekil 2.18: Morfoloji (E ve S0 oranı: f_{E+S0}) – yoğunluk ilişkisinin evrimi (Smith ve diğ. 2005,Postman ve diğ., 2005)

Şekil 2.18'de, görüldüğü gibi, Postman ve diğ., (2005) tarafından farklı yoğunluklu ortamlarda erken tip galaksiler için bulunan morfoloji–yoğunluk ilişkisi evriminin Smith ve diğ., (2005) çalışması ile uyum içerisinde olduğu görülmektedir. Postman ve diğ., (2005)'e ait morfoloji–yoğunluk ilişkisindeki evrimi Mpc^2 başına 40 galaksi olan düşük yoğunluklu ortamlara kadar sınırlıdır. Bunun sebebi yerel galaksi popülasyonundaki S0 galaksilerinin eksikliği ve spiral + düzensiz galaksilerdeki aşırı fazlalıktan ileri gelebilir.

Nuijten ve diğ., (2005) CFHTLS D3 alanı verilerini kullanarak z ~ 1'e kadar olan kırmızıya kayma değerine sahip 65624 galaksi için morfoloji-yoğunluk ilişkisinde morfolojik evrimin çevreye oldukça bağlı olduğunu ve küme benzeri çevrelerde evrimin daha güçlü olduğunu göstermiştir.

Capak ve diğ., (2007) COSMOS taraması verilerini ve önceki küme çalışmaları verilerini kullanarak (Dressler, 1980, Dressler ve diğ., 1997, Treu ve diğ., 2003, Goto ve diğ., 2003, Smith ve diğ., 2005 ve Postman ve diğ., 2005) 0.3 < z < 1.2 arasında morfoloji – yoğunluk ilişkisinin evrimini incelemiştir. Morfoloji–yoğunluk ilişkisinin z > 1'de var olduğunu ancak yerel ilişkiden farklı olduğunu bulmuşlardır. Önceki çalışmalarda görüldüğü gibi z = 1'deki erken tip oranı z = 0'a göre daha küçüktür ve yoğunlukla daha yavaş artmaktadır. Capak ve diğ., (2007)'de elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisinin kırmızıya kayma ile evrimi Şekil 2.19'de verilmiştir.

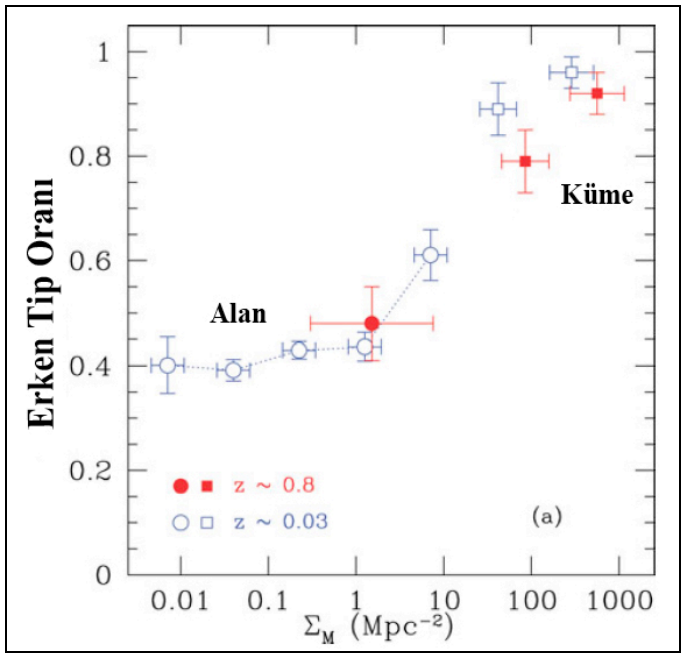


Şekil 2.19: Dört farklı yoğunluk için erken tip galaksi oranının kırmızıya kayma ile evrimi. İçi boş noktalar önceki çalışmalarından alınan verileri, içi dolu noktalar Capak ve diğ., (2007) verilerini göstermektedir.

Şekil 2.19'de zamanla erken tip oranındaki artış tüm yoğunluklarda görülmekte ve yüksek yoğunluklarda bu artışın daha hızlı olduğu dikkat çekmektedir. Capak ve diğ., (2007) geç tip galaksilerin (spiral ve düzensiz) erken tip galaksilere (E+S0)

dönüşmesinin seyrek ortamlara kıyasla yoğun ortamlarda daha hızlı meydana geldiğini bulmuşlardır. Belli bir yoğunlukta, erken tip oranı kozmik zamanla sabit olarak yükselmekte ama yükselme oranı da yoğunlukla birlikte artmaktadır. Mpc^2 başına 100 galaksiye sahip daha düşük yoğunluklu ortamlarda, $z > 0.4$ olan kırmızıya kaymalarda bir evrim bulunamamıştır. Bunun tam aksine yıldız oluşumu – yoğunluk ilişkisinin tüm yoğunluklarda ve kırmızıya kaymalarda kuvvetli bir evrim göstermesi, morfolojik ve yıldız oluşumu dönüşümleri için farklı fiziksel mekanizmaların sorumlu olduğu anlamına gelmektedir.

Van der Wel, (2008) ise yıldız kütlesine göre seçilmiş 200 kadar küme ve alan galaksileri üzerinde çalışmıştır.



Şekil 2.20: 4 x 10^{10} $M_\odot$'den daha kütleli galaksiler için günümüz ve geçmişteki morfoloji – yoğunluk ilişkisi (van der Wel, 2008).

Van der Wel (2008) düşük ve yüksek kırmızıya kaymalar için 4 x 10^{10} $M_\odot$'den daha kütleli galaksiler için morfoloji yoğunluk ilişkisinin kırmızıya kayma ile pek de değişmediğini elde etmiştir (Şekil 2.20). Alan galaksilerinde erken tip oranı %40-50, küme galaksilerde bu oran %80'den büyük çıkmaktadır. Hem $z \sim 0.8$ hem günümüz için bu oranlar pek değişmemektedir. 4 x 10^{10} $M_\odot$'den daha kütleli galaksiler için morfoloji yoğunluk ilişkisinin en azından z~0.8'den günümüze sabit kaldığı tespit edilmiştir.

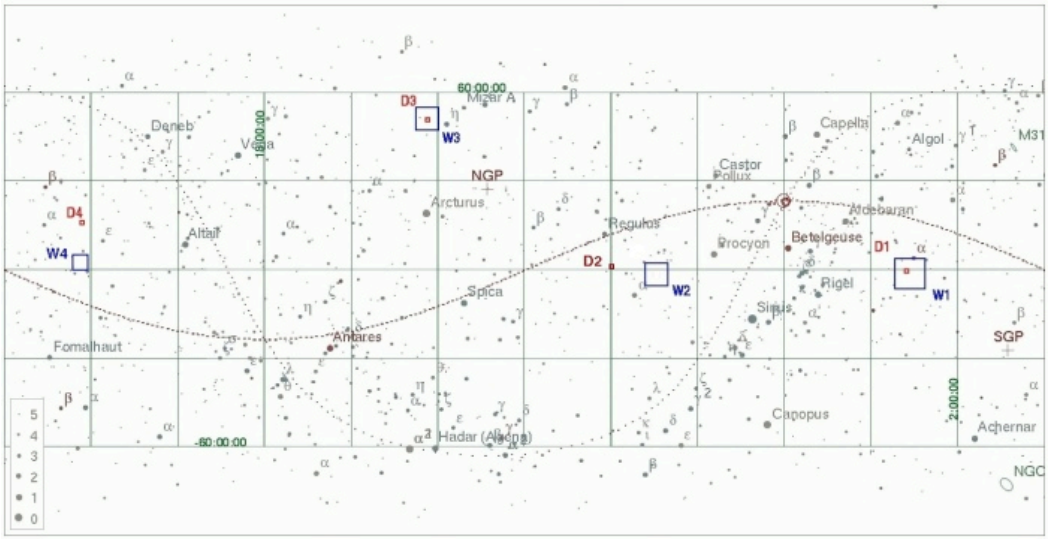
Buna göre, morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrensel bir sabit olduğunu göstermiş ve galaksi evriminin (kütle, yıldız oluşumu, renk, şekil vs.) morfoloji–yoğunluk ilişkisi değişmeyecek şekilde gerçekleşmesi gerektiğini öne sürmektedir.

Vikram ve diğ., (2010) HST (Hubble Uzay Teleskobu) verileri üzerinde nicel morfoloji ölçüm yöntemleri kullanarak, 9 kümedeki 379 galaksi için $0.31 < z < 0.837$ aralığında şişkin bölgesi baskın galaksilerin oranını, kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak, incelemiştir. Vikram ve diğ., (2010)'e göre şişkin bölgesi baskın galaksilerin oranında zamanda geriye gidildikçe neredeyse monotonik bir azalma bulmuşlardır. $z = 0.837$ kırmızıya kayma değerinde şişkin bölgesi baskın galaksilerin oranı % 40 iken, ~ 3.5 milyar içerisinde bu oran % 55'e çıkmaktadır.

Galaksi morfoloji-yoğunluk ilişkisinin farklı kırmızıya kayma değerlerine bağlı olarak evrimsel incelenmesi, galaksilerin oluşum ve evrimleri açısından oldukça önemli ipuçları sağlamaktadır. Özellikle alanda ve kümelerde bulunan galaksilerin yapısal özellikleri, çevreden etkilenmeleri, galaksilerin içindeki yıldız oluşum mekanizmalarının doğasının anlaşılmasında önemlidir.

3. MALZEME VE YÖNTEM

Bu tez çalışmasında, Mauna Kea Gözlemevi'nde (Hawaii) bulunan Kanada-Fransız-Hawaii ortaklığındaki 3.6m'lik CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope) teleskobunda gerçekleştirilen CFHTLS[4] (Legacy Survey) gökyüzü taraması verileri kullanılmıştır. 2003 – 2009 yılları arasında toplam 450 gecede tamamlanmış olan CFHTLS taraması, 171 derece karelik geniş (W: Wide Survey; birleştirilmiş 4 ayrı bölge: W1,W2,W3,W4) ve 4 ayrı 1 derece karelik derin (D: Deep Survey: D1,D2,D3,D4) taramaları olmak üzere iki farklı gökyüzü taraması içermektedir. Bu alanlar Şekil 3.1'de gösterilmiştir. SDSS[5] (Sloan Digital Sky Survey)'de olduğu gibi, CFHTLS taramasında da ugriz bantları kullanılmıştır. Gerektiğinde i bandı yerine y bandı kullanılmıştır.



Şekil 3.1: CFHT-LS taramasının derin (deep) ve geniş (wide) alanlarının gökyüzü pozisyonları[6]. Geniş alanlar (W1, W2, W3, W4) ve derin alanlar (D1, D2, D3, D4) olarak gösterilmektedir.

CFHTLS taraması, geniş ve derin gökyüzü alanlarında çok sayıda ve çeşitli cisimlere sahip olduğundan, galaksiler, galaksilerdeki yıldız oluşumları, galaksilerin morfolojileri, galaksilerin çevresel etkileşmeleri, galaksi kümeleri, evrenin geniş ölçekli yapısı,

[4] http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHTLS/
[5] http://www.sdss.org
[6] http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHTLS/cfhtlsdeepwidefields.html

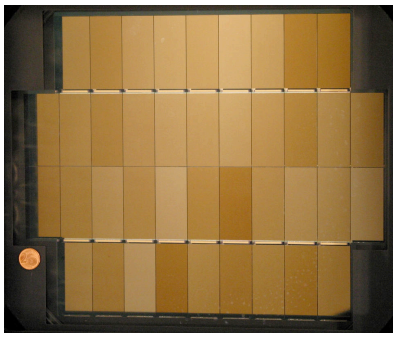
evrendeki madde dağılım, tip Ia süpernovaları, güneş sistemi cisimleri gibi pek çok konuda araştırmacılara çalışma imkanı sunmuştur. CFHTLS derin ve geniş alanlarının koordinatları Tablo 3.1'de verilmektedir.

Tablo 3.1: CFHTLS taraması gökyüzü koordinatları. Derin D1, geniş W1 alanı içerisinde, derin D3, W3 alanı içerisinde gözlenmiştir. D2 ve D4, geniş (W) alanların haricinde alınmıştır.

CFHTLS D/W	Alan	α (h m s)	δ (° ‘ ‘’)
D1 alanı	1° x 1°	02 26 00	-04 30 00
D2 alanı	1° x 1°	10 00 20	+02 12 21
D3 alanı	1° x 1°	14 17 54	+52 30 31
D4 alanı	1° x 1°	22 15 31	-17 44 05
W1 alanı	8° x 9°	02 18 00	-07 00 00
W2 alanı	5° x 5°	08 54 00	-04 15 00
W3 alanı	7° x 7°	14 17 54	+54 30 31
W4 alanı	1° x 25°	22 13 18	+01 19 00

3.1. CFHTLS MEGACAM kamerası ve Verisinin özellikleri

CFHTLS taraması, 36 adet 2048x4612 piksellik CCD'lerden oluşmuş toplam 340 mega-piksellik yüksek çözünürlüklü ve 1 derece karelik görüş alanına sahip "MEGACAM[7]" mozaik kamerası (Şekil 3.2) ile tamamlanmıştır. MEGACAM mozaik kamerası, piksel başına 0.186 yay-saniyelik bir çözünürlüğe sahiptir.



Şekil 3.2: CFHTLS taraması için kullanılan
36 adet CCD'den oluşmuş, 340 mega-piksellik MEGACAM kamerası.
MEGACAM mozaik kamerası bir madeni para ile karşılaştırılmaktadır.

CFHT teleskobu (Şekil 3.3) ve CFHTLS 'de kullanılan MEGACAM kamerası ile geniş alan için ulaşılan parlaklık limitleri bantlara göre; u = 25.2, g = 25.5, r = 25.0, i = 24.8, z

[7] http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/MegaPrime/

= 23.9 kadirdir; derin alan için ise limitler u = 26.3, g = 26.0, r = 25.6, i = 25.4, z = 25.0 kadirdir.





Şekil 3.3: Kanada-Fransa-Hawaii Teleskobu kubbesi (sol panel) ve 3.6m'lik teleskop (sağ panel).[8]

Evrenin geçmiş zaman ölçeğindeki hallerinin çalışılabilmesi ve evrimsel açıdan araştırılabilmesi için kırmızıya kayma değerleri büyük olan galaksilerin incelenmesi önemlidir. Bu açıdan CFHTLS taramasında kırmızıya kayma değeri $0.2 < z < 1.2$ olan cisimler çalışılabilmektedir. Benzer bir tarama projesi olan SDSS gökyüzü taraması ile ulaşılan derin kırmızıya kayma gösteren cisimlere inilememiştir. Bu derinlik SDSS için yaklaşık olarak $z \sim 0.4$ değerinde bir kırmızıya kaymaya karşılık gelmektedir.

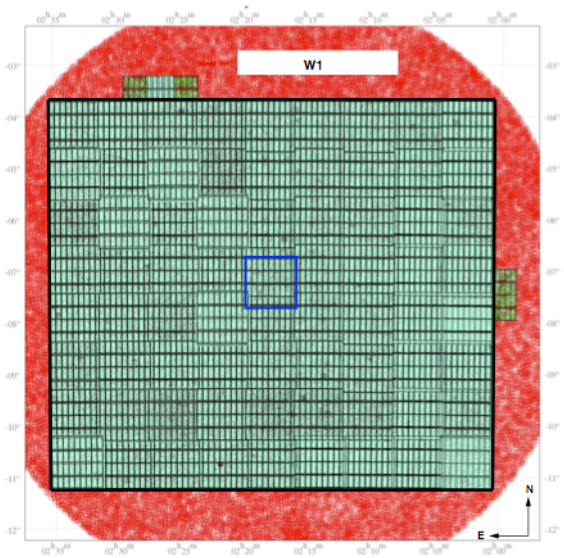
CFHTLS taraması verileri, Paris Astrofizik Enstitüsü[9]'nde bulunan astronomik veri indirgeme merkezi TERAPIX[10] tarafından işlenmiştir. Veri, çeşitli zamanlarda güncellenerek genel amaçlı kullanıma açılmıştır. Güncellenmiş 7. ve son sürümü[11] Ekim 2012'de yayınlanmıştır (son sürüm: T0007; yayınlanma: Ekim 2012). TERAPIX, bu kadar geniş yüzeye sahip ve çok sayıda cisim içeren görüntülerin analizinde literatürde geniş alanlardaki kalabalık cisimlerin fotometrisi için sıklıkla kullanılan SExtractor[12] programını kullanmıştır. SExtractor, astronomik "FITS[13] (flexieble image transport system)" görüntüleri üzerinde cisimlerin tamamını tanımlayarak görüntülerdeki cisimlerin kataloglarını (cisimlerin yüzey fotometrileri, koordinatları,

[8] http://www.cfht.hawaii.edu
[9] http://www.iap.fr
[10] http://terapix.iap.fr
[11] http://terapix.iap.fr/cplt/T0007/doc/T0007-doc.pdf
[12] http://www.astromatic.net/software/sextractor
[13] http://fits.gsfc.nasa.gov

ölçülen parlaklıktaki cisim yarıçapı, vb. özelliklerini içeren) oluşturan bir programdır. Bu program sayesinde cisimlerin ayrımı da (galaksi, yıldız, vb.) yapılmıştır.

Fotometrik özellikleri SExtractor ile elde edilen CFHTLS taramasındaki galaksilerin fotometrik kırmızıya kayma değerleri spektroskopik enerji dağılımı (SED) modellemesi yapan LePHARE (Arnouts ve diğ., 2002, Ilbert ve diğ., 2006) kodu kullanılarak elde edilmiştir ve bu katalog "photo-z kataloğu (bundan sonra: K1 kataloğu)" olarak adlandırılmıştır. LePHARE kodu enerji dağılımlarını tanımladığı galaksileri morfolojik olarak da sınıflandırmıştır. Bu katalog, Nice Gözlemevi (Fransa)'nde bulunan Dr. Christophe Benoist tarafından sağlanmıştır.

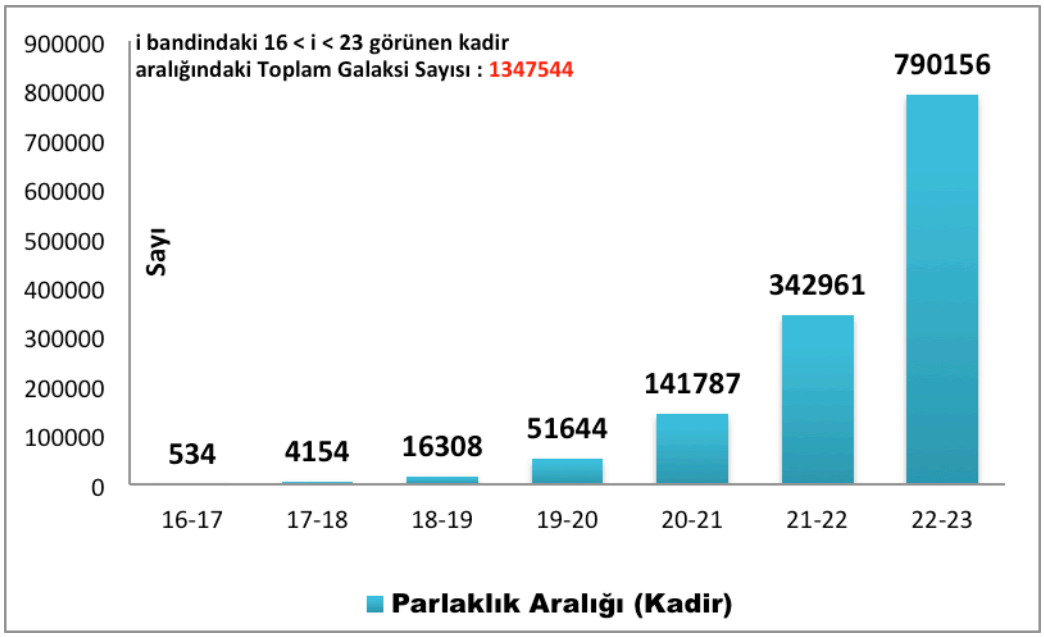
Bu tez çalışmasında CFHTLS taramasının en geniş alanı ve en çok sayıda galaksiyi barındıran 72 derece karelik W1 (Wide – 1) alanı seçilmiştir. W1 alanında herhangi bir maskeleme ve kötü cisim eleme yapılmadığında kataloglanan yaklaşık 4.6 milyon cisim bulunmaktadır.



Şekil 3.4: 72 (8x9 derece karelik) adet
1 derecelik gökyüzü alanından oluşmuş
CFHTLS - W1 gökyüzü bölgesi.

CFHTLS – W1 alanında, parlaklık limiti i – bandı için yaklaşık 24 kadirdir. W1 alanından parlaklık aralığı $16 < i < 23$ kadir arasında değişen farklı tiplerde 1 milyonun üzerinde galaksi bulunmaktadır. 72 farklı görüntü bölgesinin birleştirilmesiyle

oluşturulmuş W1 alanında, her bölge için ugriz bantlarında veri mevcuttur (Şekil 3.4). Toplam 360 adet (72 bölge x 5 bant) görüntüden her biri 19354 x 19354 piksellik genişliğe sahiptir. Her görüntü, veri olarak yaklaşık 1.5 GB'lık yer kaplayan "FITS" görüntü dosyalarından ve 360 adet (72 x 5 bant) W1 alanı içerisindeki cisimlerin (galaksi, yıldız, vb.) ayrımı, TERAPIX tarafından gerçekleştirilmiş SExtractor kataloglarından oluşmaktadır. Bu tez çalışması için W1 alanından "i" bandında $16 < i < 23$ kadir aralığında toplam **1347544** adet galaksi seçilerek yeni bir katalog oluşturulmuştur. İncelenen galaksilerin i bandı parlaklığına göre dağılımı Şekil 3.5'de verilmektedir.



Şekil 3.5: CFHTLS W1 alanında "i" bandındaki 16<i<23 görünen kadir aralığındaki galaksilerin dağılımı.

Oluşturulan bu yeni katalog (bundan sonra: K2 kataloğu), kırmızıya kayması $0.2 < z < 1.2$ aralığında değişen farklı galaksi tiplerine (eliptik, spiral, vb.) sahip galaksilerden oluşmaktadır. Katalogda her bir galaksinin TERAPIX kataloğundan gelen katalog numarası, W1 alanı için oluşturulmuş cisim numarası, ekvatoryal koordinatları, görüntü üzerindeki pozisyon (x-y piksel) koordinatları, ugriz bantlarındaki parlaklıkları, vb. özellikleri yer almaktadır.

Bu tez çalışmasında kullanılmak üzere K1 ve K2 çapraz eşleştirilerek, galaksilerin fotometrik kırmızıya kayma değerleri ve diğer özelliklerini barındıran bilgiler yeni bir katalogda (bundan sonra: M kataloğu) toplanmıştır. Yıldızların doygunluk (saturation) etkileri, görüntü bozuklukları vb. çeşitli etkiler bu yeni katalogda maskelenmiştir, Bu katalog, CFITSIO[14] kütüphanesi kullanılarak bir FORTRAN[15] programı ile "FITS" tablosu haline dönüştürülmüştür. "FITS" tablolarına bir örnek EK – 2'de verilmiştir. Bu sayede galaksilerin tüm kolon bilgileri okutulmaktansa sadece istenilen bilgileri gerektiğinde kolon başlarındaki anahtar kelimeler çağırılarak okutulabilmektedir. Bu FITS kataloğu, 1 347 544 satır x 83 kolondan oluşan büyük bir dosyadır.

3.2. GALAKSİLERİN YÜZEY PARLAKLIK Profillerinin ANALİTİK OLARAK ÇÖZÜMLERİ

Astronomik görüntülerdeki cisimlerin analizi, cisimlerin şekilleri, boyutları ve parlaklıklarındaki farklılıklardan ötürü oldukça zorlaşmaktadır (Peng ve diğ., 2010). Bir astronomik görüntü üzerindeki yıldızların parlaklık profilleri kolaylıkla bir Gauss eğrisi olarak ifade edilebilir. Ancak galaksilerin tip, şekil ve boyutlarındaki değişiklikler karşımıza onların yüzey parlaklık modellerini oluşturmada zorlayıcı problemler çıkarmaktadır. Ayrıca görüntü üzerindeki galaksiler farklı bantlara farklı duyarlılıkla tepki vermekte, bu da onların tam olarak nasıl bir yüzey parlaklık dağılımına sahip olduklarını anlaşılmaz hale getirmektedir.

Fotografik (plate) gözlemlere başlanılmasından bu yana galaksilerin yüzey parlaklık dağılımlarının incelenmesini sağlayan birçok yöntem geliştirilmiştir. Bunlardan en önemlisi yüzey parlaklıklarını modelleyebilen analitik fonksiyonların kullanılmasıdır. Bu teknik "parametrik yöntem" olarak da bilinir ve ilk kez de Vaucouleurs (1948) tarafından galaksilere uygunlanmıştır. de Vaucouleurs, bir eliptik galaksinin yüzey parlaklığının, galaksinin merkezinden olan R uzaklığının bir fonksiyonu olarak değiştiğini göstermiştir.

[14] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/fitsio/fitsio.html
[15] http://en.wikipedia.org/wiki/Fortran

Günümüzde sıklıkla kullanılan Sersic indisi (n), (Sersic, 1968), de Vaucouleurs fonksiyonun genelleştirilmiş halidir. Sersic indisi n = 4 aldığında de Vaucouleurs profilini; n = 1 ise üstel profili ve n = 0.5 ise Gaussian profilini göstermektedir.

Literatürde çoğunlukla Sersic fonksiyonunu temel alan parametrik modelleme yapabilen programlar kullanılmaktadır. Bunlar GIM2D (Simard ve diğ., 1998, 2002), BUDDA (de Souza ve diğ., 2004), GASPHOT (Pignatelli ve diğ., 2006) ve GALFIT (Peng ve diğ., 2002 ve 2010)'dir. Ayrıca bazı otomatik veri-yolları (pipeline) da geliştirilerek çok sayıda galaksinin modellenmesi yapılabilmektedir. Bunlardan en önemlisi MPICH2 paralel bilgisayar algoritması kullanan GALAPAGOS-C[16] (Heimer ve diğ., 2014)'dur.

Bu tez çalışmasında, incelenecek galaksilerin sayıca çok olması, otomatikleştirilmeye izin vermesi ve çoklu model-fiti yapabilmesinden dolayı parametrik yöntemlerden literatürde çoğunlukla kullanılan GALFIT (Peng, 2002, 2010) programı seçilmiştir. GALFIT, Griffith ve diğ., 2012'de ve GAMA (Kelvin ve diğ., 2012) projesinde çok fazla veri üzerinde başarısını ispatlamış bir programdır. GALFIT'in çözüm başarısı Haussler ve diğ. (2007) tarafından tartışılmış ve diğerlerine göre daha başarılı olduğu ortaya konmuştur.

3.3. GALFIT PROGRAMI

GALFIT[17], galaksilerin yüzey parlaklık dağılımını analitik fonksiyonlar (Sersic fonksiyonu, exponansiyel disk, gaussian, king, nuker, vb.) ile modelleyen bir programdır. Peng ve diğ., (2002) tarafından C programlama dilinde programlanmıştır. Peng, programın geliştirilmiş 3. versiyonunu Peng ve diğ. (2010)'da sunmuştur. GALFIT modelin doğruluğu ve duyarlılığı için χ^2 minimizasyonunu kullanmaktadır (Denklem 3.1'de gösterilmektedir).

$$\chi_v^2 = \frac{1}{N_{DOF}} \sum_{x=1}^{nx} \sum_{y=1}^{ny} \frac{\left(f_{data}(x,y) - f_{model}(x,y)\right)^2}{\sigma(x,y)^2} \qquad \textbf{(3.1)}$$

GALFIT kendi içinde en iyi modele ulaşana dek 100 iterasyon yapabilmektedir. 100 iterasyonun sonuna gelindiğinde o anki Sersic indisini sonuç olarak verir. Bazı

[16] http://astro-staff.uibk.ac.at/~m.barden/galapagos/
[17] http://users.obs.carnegiescience.edu/peng/work/galfit/galfit.html

durumlarda n = 20 değerini alabilmektedir. Bu çözümün kötü olduğunu göstermektedir. Ayrıca eğer sonuçlarından birindeki değer iki yıldız işareti ile gösteriliyorsa bu sonucun problemli olduğunu ifade etmektedir. Sersic fonksiyonu (bakınız 2.4.1) Sersic indisinin değerlerine dayalı bir sonuç üretmektedir. Galaksilerin morfolojik sınıflamasının yapılabilmesi için programdan çıkan Sersic indislerine bakılır. Genellikle literatürde bir kaç farklı Sersic sınıflaması kullanılır. Şişkin bölgesi baskın ve disk bölgesi baskın galaksileri ayırt etmek için Sersic indisini göre galaksiler $n > 2$ ve $n \leq 2$ değerine göre ayrılarak sınıflanabilmektedir. Bu çalışmada Sersic indisi, $0.3 \leq n$ (spiral) < 1.8 , $1.8 \leq n(S0) < 2.7$ ve $n \geq 2.7$ (eliptik) galaksileri ifade edecek şekilde seçilmiştir.

GALFIT programının çalıştırılması için bazı başlangıç parametrelerine ve dosyalarına ihtiyaç duyulmaktadır. Bunun için başlangıç parametrelerinin olduğu GALFIT girdi dosyası, galaksiyi barındıran FITS formatındaki cisim görüntüsü, cisim görüntüsünün bulunduğu alan için hazırlanmış nokta dağılım fonksiyonu (Point Spread Function - PSF) görüntüsü ve cisim görüntüsünü barındıran cisim boyutlarında maske görüntüsü gerekmektedir (Bu dosyalar Bölüm 3.3.1, 3.3.2, 3.3.3 ve 3.3.4'de detaylı anlatılmaktadır).

GALFIT programı 3 çıktı dosyası oluşturur. Birincisi "fit.log" adlı içerisinde sadece modeli açıklayan bilgi dosyasıdır. Bilgi dosyasının bir örneği Şekil 3.6'da gösterilmektedir. İkinci çıktı olarak GALFIT, 4 panelden (0,1,2,3) oluşan bir görüntü bloğu (image block – imgblock.fits) dosyasını FITS formatında vermektedir. Görüntü bloğu'nun açılmış hali Şekil 3.7'de gösterilmiştir.

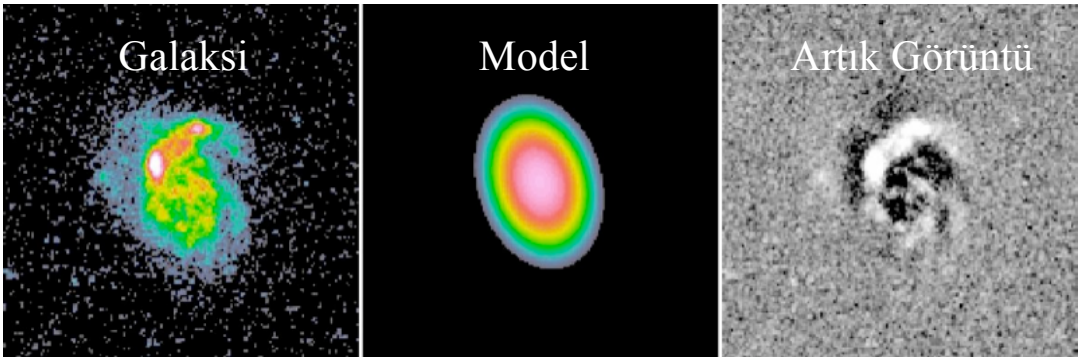
```
--------------------------------------------------------------------------------

Input image     : cutout.fits[1:403,1:403]
Init. par. file : 1101_101158_r_galfit_conf.dat
Restart file    : galfit.16
Output image    : 1101_101158_r_imgblock.fits

 sersic    : (  202.35,   198.79)  *30.53*     3.41    0.51    0.81    66.47
             (    0.06,     0.06)   *0.01*     0.11    0.06    0.02     5.83
 sky       : [202.00, 202.00]  -2.36e-02  [0.00e+00]  [0.00e+00]
                               3.20e-03  [0.00e+00]  [0.00e+00]
 Chi^2 = 158560.48845,  ndof = 140396
 Chi^2/nu = 1.129

--------------------------------------------------------------------------------
```

Şekil 3.6: GALFIT bilgi çıktı dosyası "fit.log" un örnek içeriği. Sersic indisi ve programın diğer çıktı parametreleri bu bölümde verilmektedir. En alt satırda χ^2 sonucu verilmiştir.



Şekil 3.7: GALFIT görüntü bloğu. 0. panel boş görüntüdür (burada gösterilmemiştir). Sol panelde örnek bir galaksi görülmektedir. Orta panelde bu galaksi için GALFIT programının vermiş olduğu model gösterilmektedir. Sağ panelde ise model ile gözlem arasındaki fark (artık görüntü) verilmiştir.

GALFIT'in 4 panel görüntü bloğu bir veri kübü (data cube) olarak kayıtlı olduğundan, DS9[18] gibi bir görüntüleme programı ile veri kübü olarak açılmalıdır. Açılan panellerin başlık (header) bilgilerinde girdi parametreleri ve çıktı parametreleri de görülebilmektedir.

GALFIT programının son çıktı dosyası "galfit.01" dir. Aynı klasör altında çalıştırıldığı sürece "galfit.??" adlı dosyanın son iki karakteri üst üstte yazmayı engelleyecek şekilde hep farklı olarak atanacaktır. Bu dosya, GALFIT çözümünün sahip olduğu en iyi modeli

[18] http://ds9.si.edu/site/Home.html

içermektedir. GALFIT tarafından tekrar girdi dosyası olarak kullanılabilmesi için uygun biçimde formatlanmıştır.

3.3.1 GALFIT için gerekli başlangıç parametreleri ve girdi dosyasının hazırlanması

GALFIT programının girdi dosyası iki ana kısımdan oluşur. Birinci kısımda ihtiyaç duyulan özellikler Şekil 3.8'deki harflere göre yazılmıştır; hangi cisim görüntüsünün gireceği (A), hangi görüntü bloğunun çıkacağı (B), hangi nokta dağılım fonksiyonu (PSF)'nun kullanılacağı (D), hangi maskeleme görüntüsünün kullanılacağı (F), görüntü üzerinde hangi piksel aralıklarında çalışılacağı (H), PSF'in etki edeceği piksel aralığı (I), fotometrik parlaklık sıfır düzeltmesi (J), cisim görüntüsünün piksel ölçeği (K).

Girdi dosyasının ikinci kısmında kullanılacak olan fonksiyon seçilir ve bir bileşen (component) olarak tanımlanır. Bileşen tipi (component type) olarak "Sersic" seçilmiştir (0). Bu aşamadaki tüm parametreler, GALFIT programına bağımsız değişkenler olarak baştan girilmelidir. Bunlar: Görüntünün üzerindeki galaksinin bulunduğu piksel koordinatları (1), galaksinin parlaklığı (3), galaksinin etkin yarıçapı (4), başlangıç Sersic fonksiyonu (5), yarı-küçük eksen – yarı-büyük eksen oranı (9), galaksinin durum açısı (10). GALFIT, galaksiyi belirleyebilmesi için zemin duyarlılığını hesaplamaktadır. Bunun için bir başka bileşen olan gökyüzü (sky) bileşeni kullanılır. Bu ve yukarıda ikinci kısmı oluşturan tüm parametreler önceden bir başka program yardımıyla belirlenmelidir. Tez çalışmasında tüm parametreler daha önceden TERAPIX tarafından hazırlanan kataloglarda SExtractor programı ile elde edilmiştir. Bu parametreler, Bölüm 3.4'de açıklandığı gibi ana program sırasında her bir galaksi için tek tek katalogdan okunarak GALFIT işlemine alınmaktadır.

GALFIT programında ayrıca exponansiyel disk profili, deneysel (ampirik) King profili, Moffat profili, Nuker profili, Gaussian profili gibi çeşitli analitik fonksiyonlar da seçilebilir. Bunun yanında GALFIT programı herhangi bir galaksinin şekilsel yapısını da çeşitli farklı modları sayesinde inceleyebilmektedir. Uygulanan her farklı bileşen için işlem süresi uzamakta, modelin yapısında karmaşık durumlar oluşabilmektedir.

```
================================================================================
# IMAGE and GALFIT CONTROL PARAMETERS
A) cutout.fits         # Input data image (FITS file)
B) 1101_106486_r_imgblock.fits      # Output data image block
C) none                # Sigma image name (made from data if blank or "none")
D) 1101_106486_r_psf.fits          # Input PSF image and (optional) diffusion kernel
E) 1                   # PSF fine sampling factor relative to data
F) 1101_106486_r_mask.fits      # Bad pixel mask (FITS image or ASCII coord list)
G) none                # File with parameter constraints (ASCII file)
H) 1    403  1    403  # Image region to fit (xmin xmax ymin ymax)
I) 16     16           # Size of the convolution box (x y)
J) 30.000              # Magnitude photometric zeropoint
K) 0.186  0.186        # Plate scale (dx dy)   [arcsec per pixel]
O) regular             # Display type (regular, curses, both)
P) 0                   # Choose: 0=optimize, 1=model, 2=imgblock, 3=subcomps

# Component number: 1
 0) sersic               #  Component type
 1) 202.5386 200.6920 1 1  #  Position x, y
 3) 31.3043     1          #  Integrated magnitude
 4) 0.0100      1          #  R_e (effective radius)   [pix]
 5) 3.1553      1          #  Sersic index n (de Vaucouleurs n=4)
 6) 0.0000      0          #    -----
 7) 0.0000      0          #    -----
 8) 0.0000      0          #    -----
 9) 0.9562      1          #  Axis ratio (b/a)
10) 22.0777     1          #  Position angle (PA) [deg: Up=0, Left=90]
 Z) 0                      #  Skip this model in output image?  (yes=1, no=0)

# Component number: 2
 0) sky                  #  Component type
 1) 3.607e-02      1     #  Sky background at center of fitting region [ADUs]
 2) 0.000e+00      0     #  dsky/dx (sky gradient in x)     [ADUs/pix]
 3) 0.000e+00      0     #  dsky/dy (sky gradient in y)     [ADUs/pix]
 Z) 0                    #  Skip this model in output image?  (yes=1, no=0)

================================================================================
```

Birinci Kısım

İkinci Kısım

Şekil 3.8: GALFIT girdi dosyasının örnek görüntüsü.

GALFIT programı, bir galaksi için yarı-küçük – yarı-büyük eksen oranını, galaksinin durum açısını ve etkin yarıçapını da belirleyebilmektedir. Bunun yanında aynı cisim için çok sayıda bileşeni aynı anda işleyebildiği gibi birden fazla cisim için de aynı anda farklı bileşenleri fit edebilme özelliğine sahiptir. GALFIT programı X11[19](xterm) komut satırı modunda da interaktif olarak çalışabilmektedir.

3.3.2 Görüntülerin Oluşturulması ve Başlık (Header) Bilgisinin Kullanılması

GALFIT, bir galaksiyi modelleyebilmek için maske (opsiyonel), PSF ve girdi dosyasının yanında o galaksinin "FITS" formatındaki görüntüsüne ihtiyaç duymaktadır. Bu dosya standart bir astronomik görüntüdür ve içerisinde teleskop ve CCD bilgilerinin de yer aldığı başlık (header) bilgisini de barındırmaktadır. GALFIT, her bir pikselin

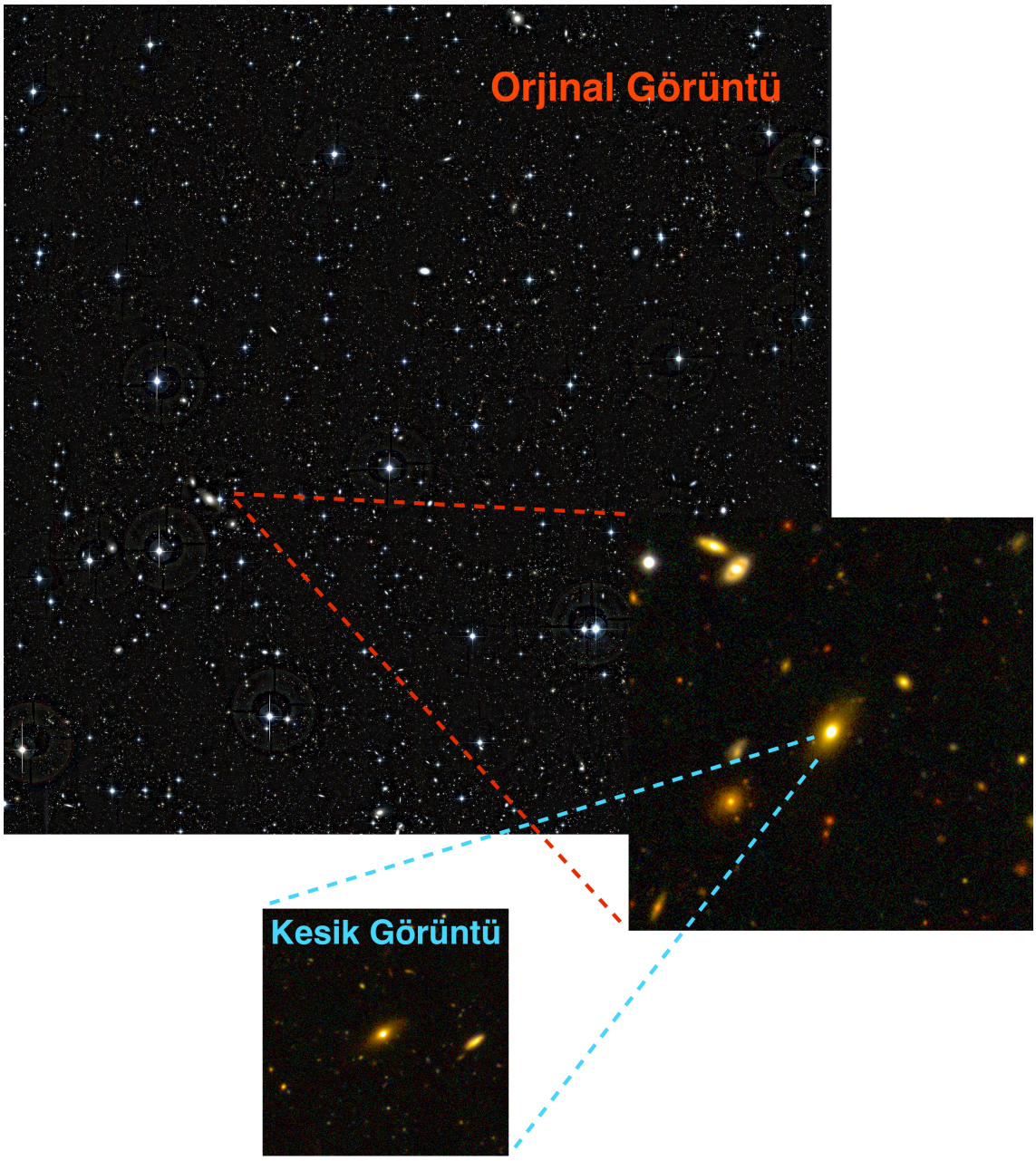
[19] http://en.wikipedia.org/wiki/X_Window_System

standart hatasını hesapladığı bir görüntü (SIGMA) oluşturabilmek için cisim görüntüsünün başlık bilgisi içerisinden; kazanç (GAIN), okuma gürültüsü (RDNOISE) ve poz süresi (EXPTIME) parametrelerini kullanır.

GALFIT programının daha hızlı çalışabilmesi için galaksi görüntülerinin her biri 19354 x 19354 piksellik CFHTLS W1 alanının bölgelerindeki orjinal görüntüden kesilmesi gereklidir. Böylece her bir galaksi için küçük görüntüler (kesik görüntü) oluşturulur. Bu görüntülere örnek Şekil 3.9'da gösterilmektedir.

Galaksilerin sağaçıklık ve dikaçıklık koordinatları kullanılarak orjinal görüntü üzerindeki merkezi piksel koordinatları hesaplanır. Bunun için "FITS" dosyaları üzerinde okuma – yazma yapabilmeye yarayan CFITSIO kütüphanesi kullanılmış ve bir FORTRAN kodu yazılmıştır. Daha sonra hesaplanan galaksinin merkezinden itibaren incelenen galaksinin boyutlarıyla orantılı olarak bir alan kesilmektedir (kesin görüntü). Bu alan, yarı – büyük ve yarı – küçük eksen, galaksinin durum açısı, galaksinin kron yarıçapı ve belli bir çarpan katı kadar uzunluğa bağlıdır. Bu parametreler, W1 alanı için TERAPIX tarafından sağlanan kataloglarda mevcuttur. Galaksinin durum açısına göre yarı – büyük eksen ve yarı – küçük eksen uzunluklarının görüntü üzerindeki izdüşüm uzunlukları piksel cinsinden hesaplanır ve bu uzunluk galaksilerin kron yarıçapı kadar genişletilerek galaksinin parlaklığının ölçüldüğü genişlik, galaksi merkezinden x ve y eksenleri boyunca elde edilir. Kron yarıçapı galaksinin parlaklığının ölçüldüğü elips biçiminde bir açıklıktır. Kron yarıçapları ve galaksi parlaklıkları SExtractor programı ile ölçülmüştür.

Galaksilerin görüntülerdeki sınırlarının tam olarak nerede sonladığı belli olmadığı için bir sabit çarpan ile bu genişlik daha da büyütülür. Bu çalışmada 2.5 katı kadar genişletilmiştir. Şekil 3.9'da orjinal görüntü içerisindeki bir galaksinin kesilerek, GALFIT programında kullanılmak üzere "kesik görüntü" olarak adlandırılan galaksinin son görüntü dosyası elde edilmiştir.

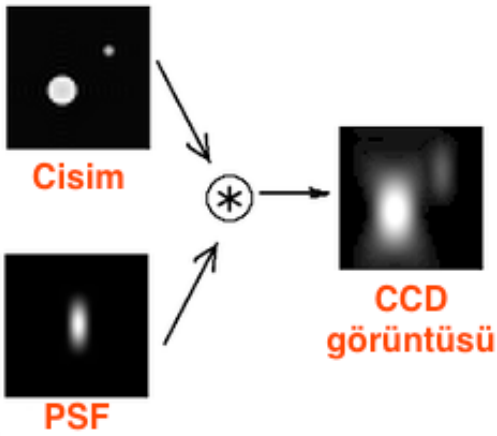


Şekil 3.9: 1 derece karelik orjinal görüntüden elde edilen kesik galaksi görüntüsü. Bu kesik görüntü GALFIT programına galaksinin görüntü dosyası olarak verilir.

Kesik görüntüler, galaksi boyutlarına göre ortalama olarak 50 x 50 ile 500 x 500 piksel aralığında bir genişliğe sahip olmaktadırlar. Ancak orjinal görüntünün 19354 x 19354 piksel olduğu düşünüldüğünde oluşturulan kesik görüntünün orjinal görüntü üzerinde bulunduğu yer için PSF'ninin belirlenmesi gereklidir.

3.3.3 SExtractor ve PSFEx Programları ile PSF Görüntülerinin Oluşturulması

CFHTLS W1 alanınında 72 adet 1 derece karelik bölgeler bulunmaktadır. Her bir bölge ugriz bantlarında gözlem verisine sahiptir. Her bir bölge için PSF modelinin hesaplanması için PSFex[20] (PSF Extractor) programı kullanılmıştır. PSFex, SExtractor programını yazan Emmanual Bertin tarafından yazılmıştır ve "FITS" görüntüleri üzerinden nokta dağılım fonksiyonu (PSF) modelini çıkaran ve görüntünün kalitesini ölçebilen bir programdır. PSF, nokta kaynak bir cismin ışığının atmosferik türbülans etkileri altında (seeing) teleskop optiğinden geçtiğinde dedektörde oluşturduğu bulanıklaşmış görüntüdür. Bu bulanıklaşma etkisi arındırıldığında cismin gerçek görüntüsü elde edilir (Şekil 3.10). Bu bakımdan görüntüler içerisindeki yıldızları kullanılarak elde edilen PSF modelleri, kalabalık alan fotometrisinde ya da morfolojik analizlerde sıklıkla kullanılmaktadır.



Şekil 3.10: Cisim üzerindeki PSF etkisinin CCD üzerindeki görüntüsü.

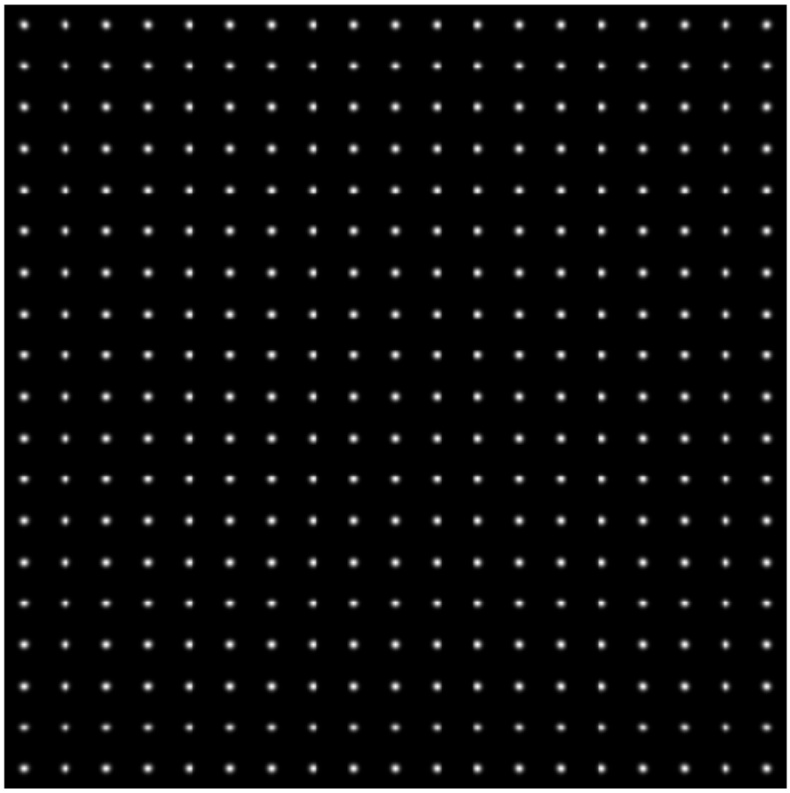
PSFex programı, LDAC[21] (Leiden Data Analysis Center) katalog dosyalarını girdi dosyası olarak kullanmaktadır. Bunun için W1 alanındaki tüm bölgelerin içerisinde yer alan yıldızların LDAC cisim kataloglarına ihtiyaç duyulmuştur.

72 bölgenin 5 bandına (72 x 5 = 360 adet 1 derece^2 'lik görüntüler) ait 360 görüntüdeki yıldızlar için LDAC formatındaki katalogları SExtractor programı kullanılarak

[20] http://www.astromatic.net/software/psfex
[21] http://marvinweb.astro.uni-bonn.de/data_products/THELIWWW/LDAC/LDAC_concepts.html

oluşturulmuştur. PSFex programı görüntüler üzerindeki yıldızları kullanarak PSF modelleri çıkarmaktadır. Her bölge için SExtractor programından elde edilen LDAC katalogları PSFex programında kullanılarak W1 alanındaki her bölgenin 5 bandı için PSF modelleri oluşturulmuştur (Şekil 3.11). Bunun için ardışık düzen (pipeline) ile çalışan AWK[22] betik dilinde bir kod yazılmıştır.

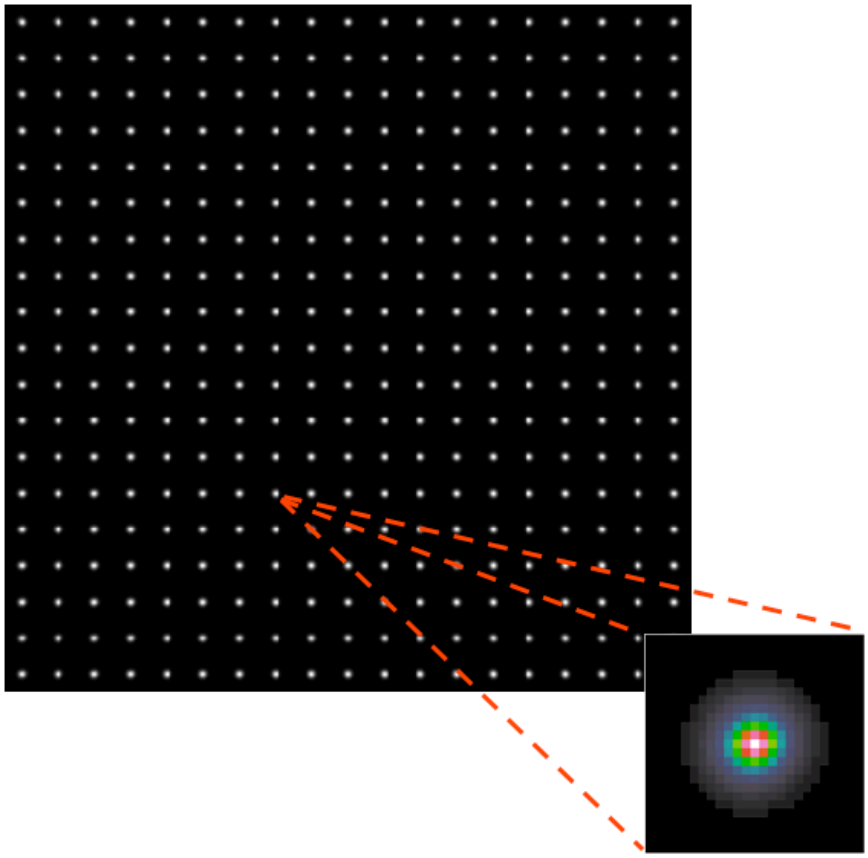
Şekil 3.11'deki bir W1 bölgesi için elde edilen PSF modelleri 19354 x 19354 piksellik orjinal görüntüye göre normalize edilmiştir. Satır ve sütunda 19'ar adet 25 x 25 piksellik küçük PSF modellerinden meydana gelmektedir.



Şekil 3.11: W1 alanındaki bir bölgeye ait örnek bir bileşik PSF modelleri görüntüsü.

19354 pikselin 19'da biri kadar bir parça için 1 PSF modeli kullanılmaktadır. Bu da yaklaşık olarak 1000 piksel karelik bir genişlik için 1 PSF modeli demektedir.

[22] http://plan9.bell-labs.com/cm/cs/awkbook/



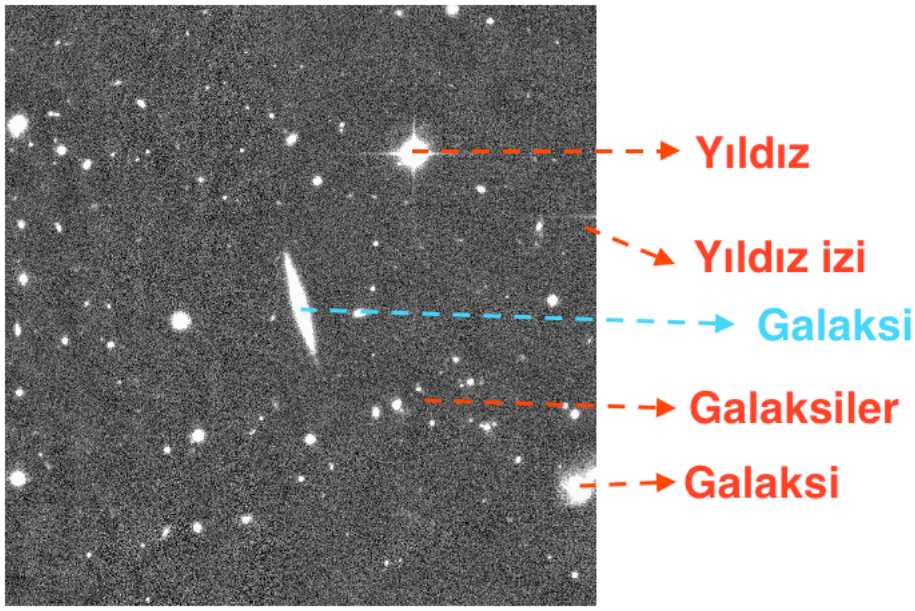
Şekil 3.12: W1 alanındaki bölgelerden birinin bir parçasındaki PSF'in görüntüsü.

Her bir galaksi, görüntü üzerinde hangi koordinatlarda bulunuyorsa o koordinatlara düşen PSF modeli GALFIT programı içerisinde kullanılır. Bunun için bir W1 bölgesinin PSF modelleri görüntüsünden galaksinin merkez koordinat piksellerini içinde barındıran PSF modeli görüntüden kesilerek Şekil 3.12'deki küçük PSF modeli elde edilmiştir.

Galaksilerin görüntüleri kullanılarak morfolojik tanımlama yapılmasında PSF oldukça önemli bir etkendir. Görüntü üzerindeki galaksi boyutları PSF'den çok küçük ya da PSF'e yakın ise o galaksi için GALFIT programı hata verebilmektedir. Dolayısıyla görüntünün çözünürlüğü ve kalitesi morfolojik tanımlamada önemli bir rol oynamaktadır.

3.3.4 Görüntülerin Maskelerinin Oluşturulması

GALFIT programının bir galaksi görüntüsü üzerinde duyarlı bir şekilde çalışabilmesi için, galaksi görüntüsü içerisinde incelenecek galaksinin çevresinin yeterince boş, yıldız ışığından ya da diğer galaksilerden etkilenmemiş ya da maskelenmiş olması gereklidir. Ayrıca uzun gözlem süreleri boyunca uydu izleri ya da yıldızların doymuş (saturation) ışık etkileri gibi incelenen galaksiye ışık etkisi yaratabilecek durumlardan da kaçınılmalıdır (Şekil 3.13). Bunun için görüntü maskelerine ihtiyaç duyuldu.

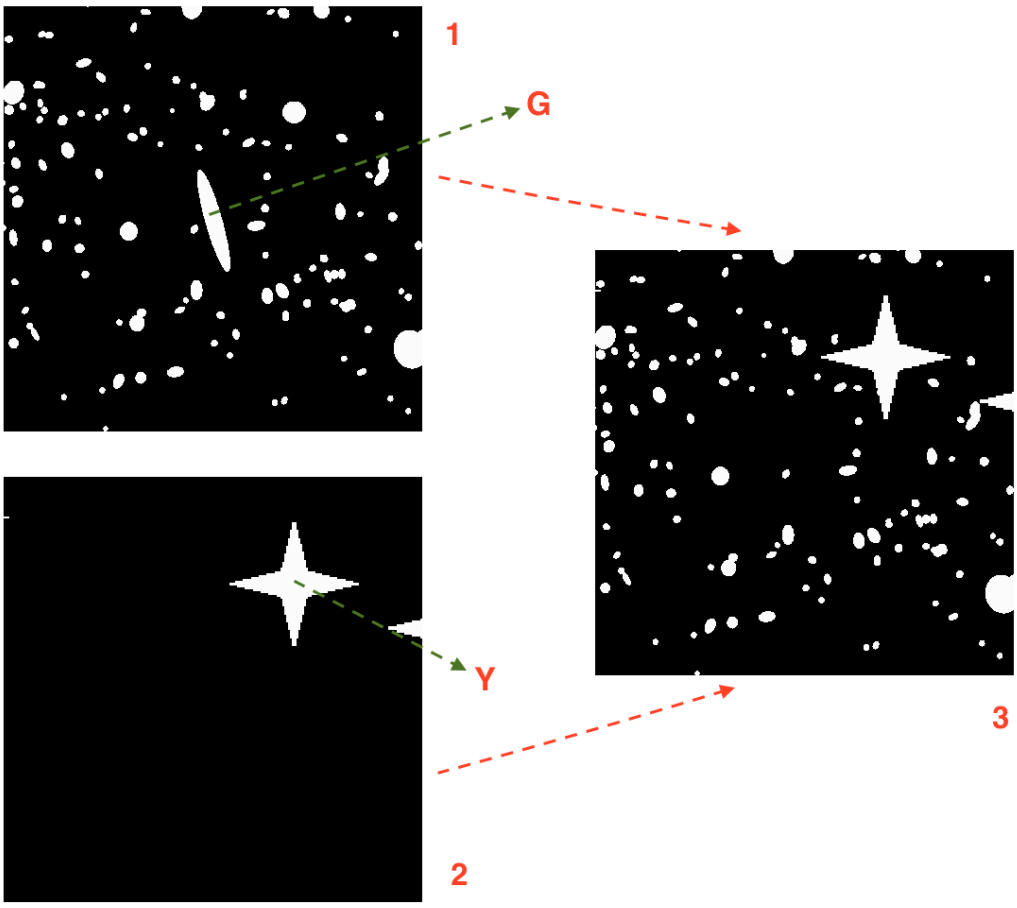


Şekil 3.13: Örnek bir galaksi görüntüsü. Görüntü üzerinde yıldız, yıldız izi ve galaksiler kırmızı ile gösterilmiştir. Mavi renkli galaksi merkezde yer alan ve incelenecek olan galaksidir.

Orjinal görüntüler üzerinden küçük (kesik) görüntüleri elde edilen galaksilerin, küçük görüntülerinin içerisinde yer alan bu bozucu etkileri arındırmak için piksel boyutları küçük görüntü ile eş maskeler oluşturuldu. Bu maskeler iki farklı maskenin birleşmesinden oluşturulmuştur. Birinci maske cisim maskesidir (Şekil 3.14'deki 1 numaralı görüntü). İncelenecek galaksinin içinde olduğu görüntüde bulunan tüm cisimler katalogdan taranarak görüntü üzerinde koordinatları belirlenmiştir. Bu koordinatlar çevresinde görüntü kesiminde uygulanan ve galaksilerin yarı – büyük ve yarı – küçük eksen, durum açısı ve kron yarıçapına göre alanlar belirlenmiştir. GALFIT programındaki mask algoritmasına göre maskede bulunacak kötü alanlar 0'dan büyük değerler almalıdır. Bunun için CFITSIO kütüphanesini kullanan bir FORTRAN programı yazıldı. Bu program, içerisinde 1 ve 0'lardan oluşan yeni bir FITS görüntüsü yaratmaktadır. 1 değerine sahip alanlar filtrelenmiş alanları, 0 değerine sahip

alanlar ise temiz alanları göstermektedir. Şekil 3.14'te 1. görüntüde beyaz olan tüm alanlar cisimlerin oluşturduğu bölgelerdir ve 1 değerine sahiptir. G ile gösterilen cisim incelenen galaksidir ve birleştirilmiş maskede yer almamaktadır. Birleştirilmiş maske Şekil 3.14'te 3. görüntü olarak verilmiştir.

İkinci maske ise CFHTLS W1 alanlarındaki bölgeler için daha önceden yapılan kötü bölge maskelemesinden elde edilen maskelerdir. Bu maskelerde yıldızlar, uydu izleri vb. kötü etkiler daha büyük alanları kaplayacak şekilde maskelenmiştir. Şekil 3.14'deki 2. görüntü bu maskeyi temsil etmektedir.



Şekil 3.14: Maskeleme. 1. görüntü ortasında bulunan galaksinin çevresindeki tüm cisimler maskelenmiştir. 2. görüntüde yıldız ve yıldız izi bulunmaktadır. 3. görüntü birinci ve ikinci görüntülerin birleşmesinden oluşan toplam maskedir.

Her iki maskenin birleştirilmiş hali Şekil 3.14'deki 3. görüntü olarak verilmektedir. Bu maske nihai maskeler olarak GALFIT programında kullanılmıştır.

3.4. GENEL ALGORİTMA

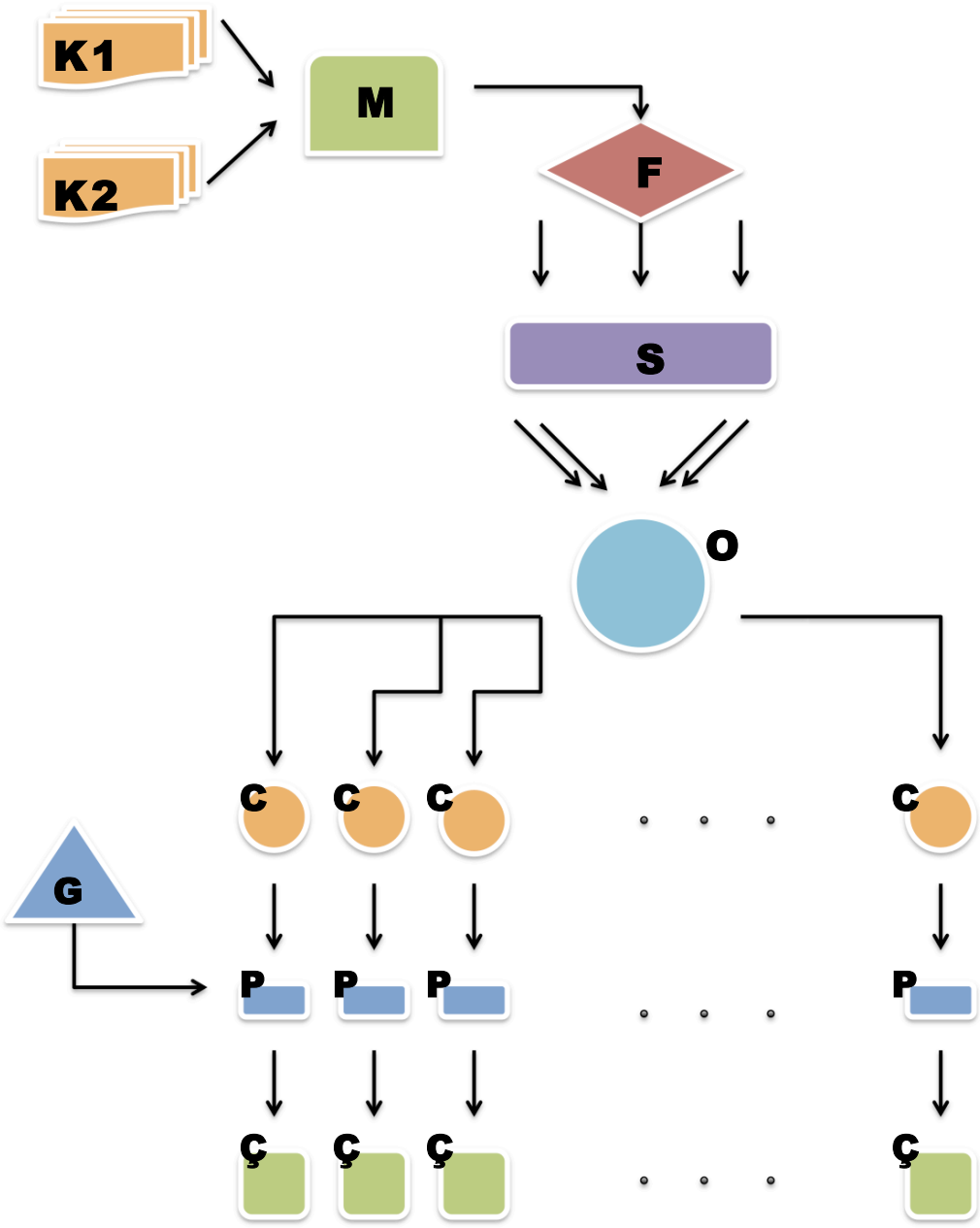
CFHT-LS W1 alanında 72 adet 1 derece^2'lik bölgeler içerisinde i bandı 16 – 23 kadir aralığında toplam 1347544 galaksinin 5 farklı bantta (ugriz) verisi vardır. Bu veriler, fotometrik kırmızıya kayma kataloğu, **K1** ve cisim kataloğu **K2** birleştirilerek bir ana katalogda (**M**) toplanmıştır. Bu kadar çok sayıda cisim için 5 bandının da GALFIT çözümü için 1 tek işlemci ile çalışan bir bilgisayarda 1 GALFIT çalışması 1 saniye sürdüğü varsayılırsa 6.5 milyon kez GALFIT çalıştırıldığında yaklaşık 1800 saat ya da 75 gün sürecektir. 75 gün içinde herhangi bir an elektrik kesintisi, ya da diske yazma problemi ya da çeşitli başka nedenler ile program kesildiğinde takibi ve telafisi zor durumlar yaratabilmektedir. Ayrıca verinin tekrar tekrar teste tabi tutulması da imkansız hale gelmektedir. Bu durum günümüzde küme (cluster) bilgisayarlarda paralel programlar çalıştırılarak aşılmaya çalışılmaktadır.

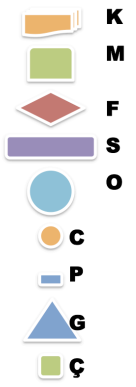
Bu tez çalışmasında tüm algoritmayı yöneten bir ana FORTRAN programı (ana program) yazılmıştır. Bu program cisim kataloglarından istenilen özelliklere göre cisimleri seçmekte; küçük galaksi görüntüsü, PSF modeli, maske görüntüsü, GALFIT girdi dosyasını hazırlamakta ve bir galaksinin 5 banttaki verisi için GALFIT programını OAR[23] mimarisi üzerinde çalıştırmaktadır. Programın akış diyagramı Şekil 3.15'de verilmiştir. Yazılan FORTRAN programında kullanılan pek çok yan modül ve program, tez ikinci danışmanı Dr. Christophe Benoist tarafından sağlanmıştır ve yazılmıştır.

Yazılan ana program, birleştirilmiş **M** kataloğundan istenilen sayıda galaksiyi, istenilen parlaklık, kırmızıya kayma, vb. çeşitli parametre aralıklarında kullanıcının istediğine göre filtreleyebilmektedir. Şekil 3.15'deki **F** kısmında filtre adımı görülmektedir.

Ana programın çalışacağı paralel hesap mimarisi OAR'dır. OAR, yapılacak işleri bir veri-tabanı üzerinde sıralayarak kullanıcıları sıralı bazda yöneten, betik dili üzerinden yönetilen bir paralel hesaplama planlayıcısıdır.

[23] http://oar.imag.fr/





K: Kataloglar (K1: Photo-z katalog, K2: Cisim alan kataloğu
M: Temizlenmiş Katalog (Master)
F: Filtreleme (istenilen parametrelere göre; parlaklık, sayı, vb.)
S: İstenilen sayıdaki cismin çekirdek sayısına göre iş parçacığı olarak ayrılması
O: OAR paralel hesaplama üzerinde iş parçacıklarının çalıştırılması
C: Çekirdekler kendi üzerindeki iş parçacığını çalıştırır. Çekirdek sayısı: C1,...,CN
P: Ana Fortran programı. Cisimlerin 5 farklı bantta GALFIT ile modellenmesi
G: GALFIT için gerekli girdi parametrelerinin ve dosyalarının oluşturulması
Ç: Çıktıların FITS tablolarında birleştirilmesi

Şekil 3.15: Program algoritması akış diyagramı.

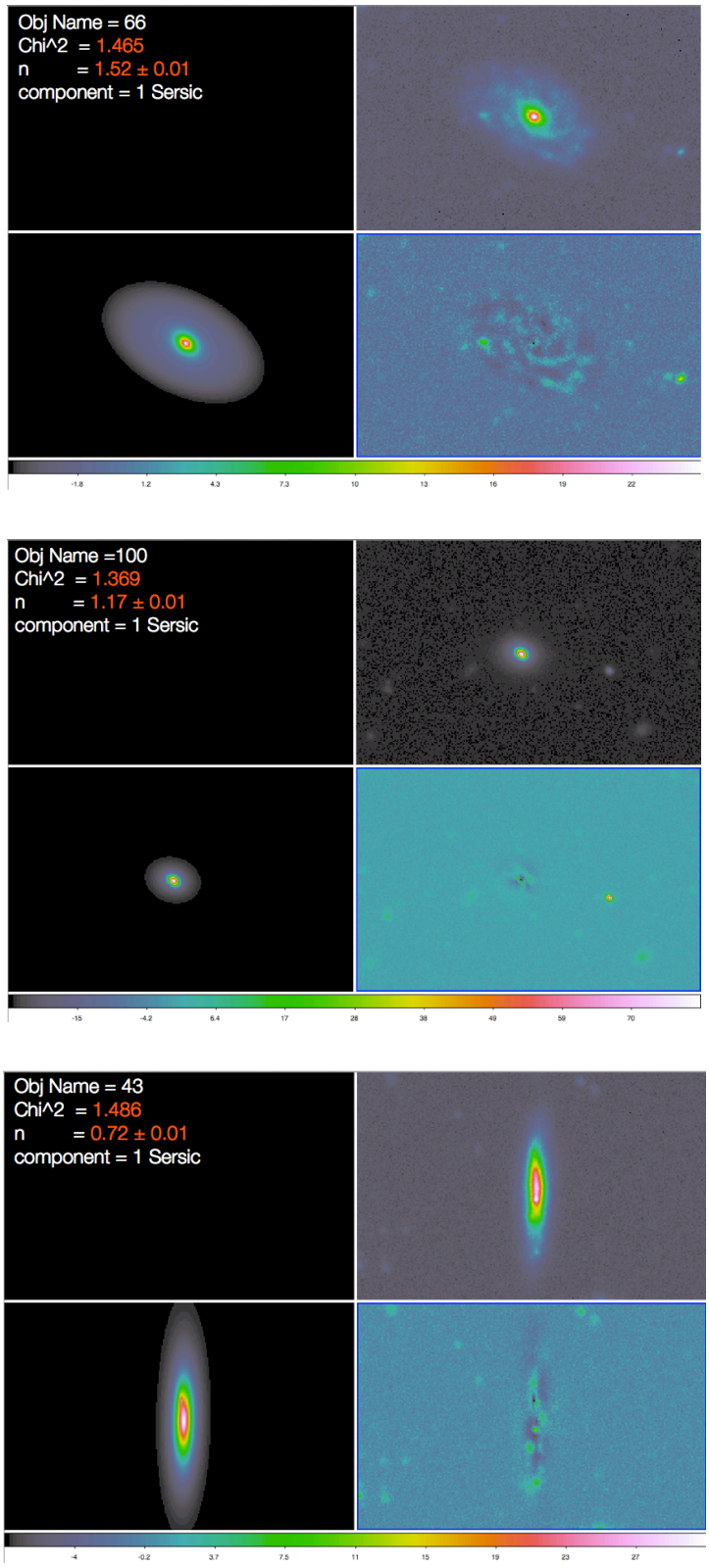
Bu tez çalışmasındaki OAR mimarisinde ana programın ilk testleri Nice Gözlemevi (Fransa)'da bulunan 48 çekirdekli COSMOS sunucusu üzerinde yapılmıştır. İstenilen sonuçlar elde edildiğinde, tüm cisimler için hesaplamalar yine Nice Gözlemevi hesaplama merkezinde bulunan 3025 çekirdekli LICALLO hesaplama sunucusu üzerinde 300 çekirdek kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Şekil 3.15'deki **S** kısmında, seçilmiş galaksi sayısı, kullanılacak bilgisayar çekirdeğine göre bölünerek her bir çekirdek başına kaç galaksi ve dolayısıyla kaç iş düşeceği ana program tarafından hesaplanmaktadır. Akış diyagramının **O** kısmında parçalara ayrılmış işler OAR mimarisi üzerinde çekirdeklere gönderilmektedir. Bu aşamada (**C** kısmı) örnek olarak 100 galaksi ve 100 çekirdek seçildiğinde her bir çekirdek, 1 galaksinin 5 bandı için GALFIT programını 5 defa (her bir bant için 1 kez) çalıştırmaktadır. Program; bazıları önceden hazırlanmış görüntüler ve girdi dosyalarını **G** kısmında almakta ya da **G** kısmında hazırlamaktadır. Sonuçlar, **Ç** kısmında toplanmaktadır. GALFIT çıktılarına ait 3 galaksi için örnekler Şekil 3.16'da verilmektedir.

Bu aşamada daha önceden **M** kataloğundan filtrelenerek incelenmesi istenen galaksilerin yeni "FITS" tabloları oluşturulmaktadır. İlk **M** kataloğunda galaksilerin çeşitli özelliklerinin bulunduğu 83 kolon bilgi mevcutken yeni oluşturulan "FITS" tablolarında istenilen galaksi sayısında satır ve GALFIT çıktılarının da bulunduğu toplam 163 (83 kolon + 80 GALFIT çıktı kolonu) kolondan oluşan parametre listesi bulunmaktadır. GALFIT çıktı kolonlarında her galaksi için 5 bant Sersic indisi sonuçları, b/a oranları, pozisyon açısı (position angle), yarıçap bilgisi ve hataları verilmektedir.

Ana program çıktıları CFITSIO kütüphanesi sayesinde "FITS" tablolarına kaydedilmiştir. FITS tablolarını okuyabilmek için literatürde çeşitli programlar mevcuttur. "FITS" tablolarının en büyük avantajı hem çok boyutlu veri saklayabilme hem de kolaylıkla istenilen bilginin çağırılabilmesidir. Bu tez çalışmasında Supermongo[24] grafik programı ve FORTRAN için bilimsel çizim kütüphanesi DISLIN[25] kullanılmıştır.

[24] http://www.astro.princeton.edu/~rhl/sm/
[25] https://www.mps.mpg.de/dislin/



Şekil 3.16: 3 farklı cisim için örnek GALFIT çıktı sonuçları.
İlk resimde sağ üst panel incelenen galaksinin görüntüsü; sol alt panel incelenen galaksinin GALFIT modeli; sağ alt model ile gerçek görüntünün farkı, artık (residual) görüntüsüdür. Diğer iki resim için de bu özellikler geçerlidir.

3.5. YOĞUNLUK HESABI

Ana program ile morfolojileri hesaplanan galaksilerin bulundukları çevrelerdeki ortamın yoğunluğunun hesaplanması için her bir galaksinin orjinal W1 görüntüleri üzerinde sağaçıklık ve dikaçıklık sınırları 3Mpc'lik bir genişlik içine düşen diğer komşu galaksilerin sayısı belirlenmiştir. Bu komşu galaksiler, görüntü üzerinde incelenen galaksinin 1.5 Mpc komşuluğundaki galaksilerden oluşmaktadır. Üçüncü bir boyut olarak komşu galaksiler, incelenen galaksi ile aynı kırmızıya kayma uzaklığında olup olmadıkları hesaplanmıştır. Bunun için belirli bir kırmızıya kayma uzaklığında iki galaksinin kırmızıya kayma değerlerini kullanarak aralarındaki uzaklığı hesaplayan bir FORTRAN programı Dr. Christophe Benoist tarafından sağlanmıştır. Fotometrik kırmızıya kayma hataları dz ~ 0.04 olarak alınmıştır. Bu tez çalışmasındaki uzaklık hesaplamaları için Hubble genişlemesi $H_o = 75 kms^{-1}Mpc^{-1}$, ve omega değerleri Ω_m= 0.3 ve Ω_Λ= 0.7 olarak kabul edilmiştir.

Her bir galaksinin merkezinden 0.5 Mpc'e, 1 Mpc'e ve 1.5 Mpc'e kadar olan yarıçaplardaki galaksilerin sayısı yazılan yeni bir FORTRAN programı ile hesaplanarak galaksi yoğunlukları bulunmuştur.

İstenilen kırmızıya kayma değerleri arasında eliptik+S0 ve spiral galaksilerin toplam galaksi sayısına göre oranları hesaplanarak belirli kırmızıya kayma değerleri için ortam yoğunlukları belirlenmiştir.

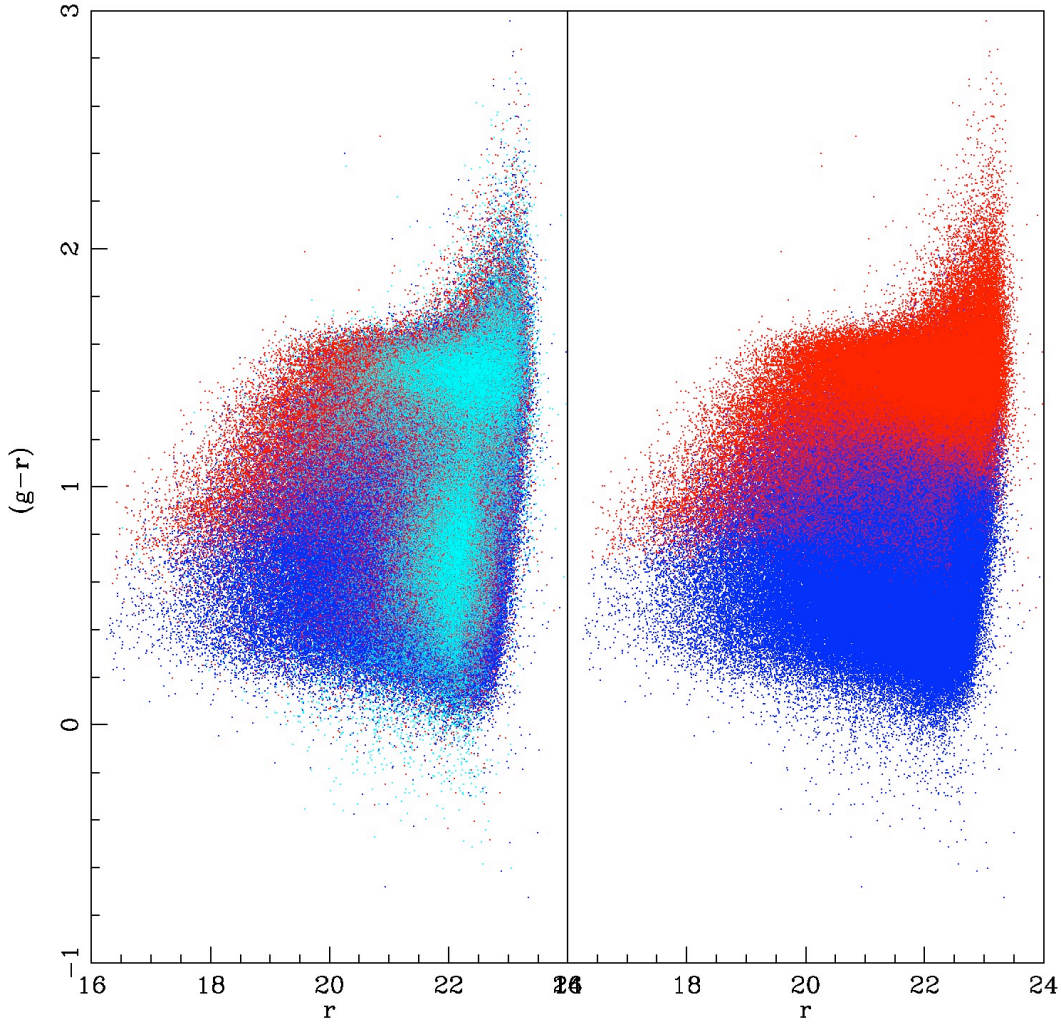
4. BULGULAR

4.1. GALFIT Çıktıları ve CFHTLS w1 Alanındaki galaksilerinin özellikleri

Bu tez çalışmasında öncelikle CFHTLS W1 alanında görüntüler üzerinde galaksilerin en iyi görüldüğü "i" bandında $16 < i < 23$ parlaklık aralığında toplam **1347544** galaksi seçilmiştir. Bu galaksiler için yazılan ana program yardımıyla galaksilerin 5 bant (ugriz) GALFIT programı çözümleri ile 5 bant Sersic indisi sonuçları, b/a oranları, pozisyon açıları (pa), yarıçap bilgisi (r) ve hataları elde edilmiştir. "i" bandı $22 < i < 23$ kadir aralığında bulunan **790156** galaksinin (Şekil 3.5) GALFIT çözümleri sırasında sayının çok fazla olmasından ve bu parlaklık aralığındaki cisimlerin çözünürlüğünün yeterli olmamasından dolayı GALFIT çözümlerinde tutarsızlıklarla karşılaşılmıştır. Dolayısıyla $22 < i < 23$ kadir aralığındaki cisimler çözümlerden çıkarılmıştır. Yeni katalog "i" bandı $16 < i < 22$ kadir aralığında **557386** galaksiyi içermektedir. Bu yeni katalog ile tüm algoritma yeniden çalıştırılmış ve GALFIT çözümleri tekrar elde edilmiştir.

4.1.1. Renk – Kadir Diyagramları

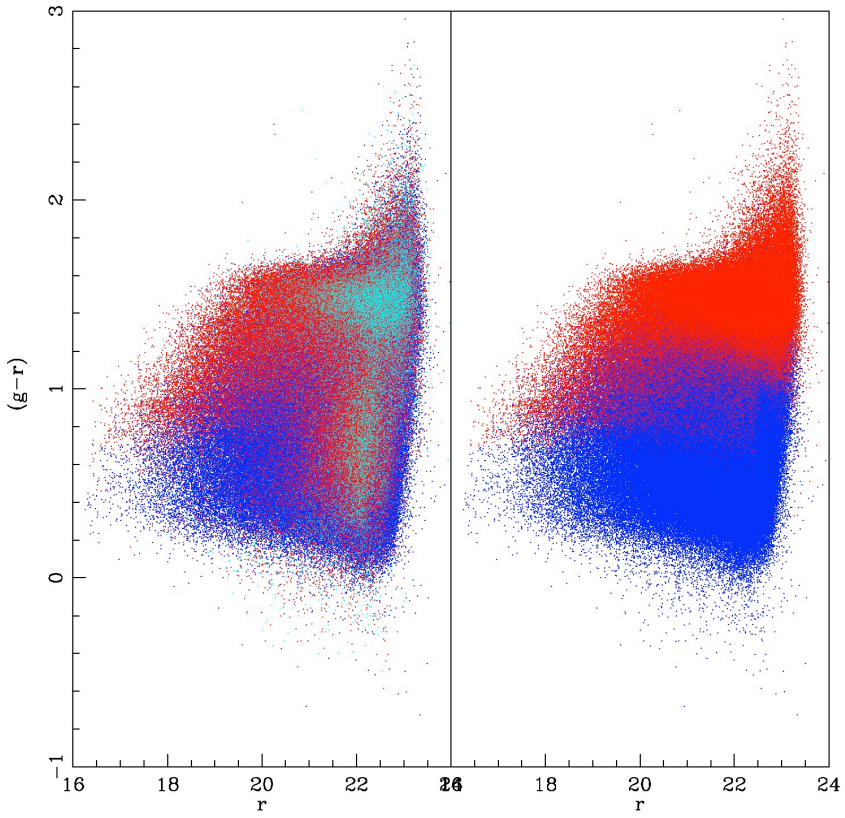
Galaksilerin renkleri, galaksileri sınıflamaya yardımcı bir parametre olarak da kullanılmaktadır (Bakınız 2.3.3). Bu çalışmadaki galaksilerin GALFIT ile elde edilen Sersic indisleri ve LePHARE programından elde edilen morfolojik tiplerinin karşılaştırılmasına ait renk – kadir diyagramı Şekil 4-1'de gösterilmiştir. Şekil 4.1'de sol panelde bu çalışmada elde edilen Sersic indisine göre $n < 2.5$ olan galaksiler mavi, $n \geq 2.5$ olanlar kırmızı renk ile verilmiştir. Kataloğumuzdaki 557386 galaksiden $n = 20$ değerine sahip 76536 adet galaksi bulunmuştur. Sersic indisi $n = 20$ olan galaksiler, açık mavi renk ile gösterilmiştir. Bu galaksiler kötü çözüme sahip ve morfolojik olarak iyi tanımlanamamış galaksilerdir. Sağ panelde galaksilerin LePHARE'dan elde edilen morfolojik sınıflandırmasına göre ayrımları verilmiştir. Kırmızılar eliptik, maviler spiral ve diğer sınıflardır. Bu galaksiler için renk – kadir diyagramları çizildiğinde eliptik ve spiraller ayrı ayrı görülebilmektedirler.



Şekil 4.1: 557386 galaksinin Sersic indisine ve LePHARE programından gelen tiplerinden oluşturulan renk – kadir diyagramı (düzeltme öncesi). n < 2.5 olan galaksiler mavi, n ≥ 2.5 olanlar kırmızı, n = 20 açık mavi olarak verilmiştir.

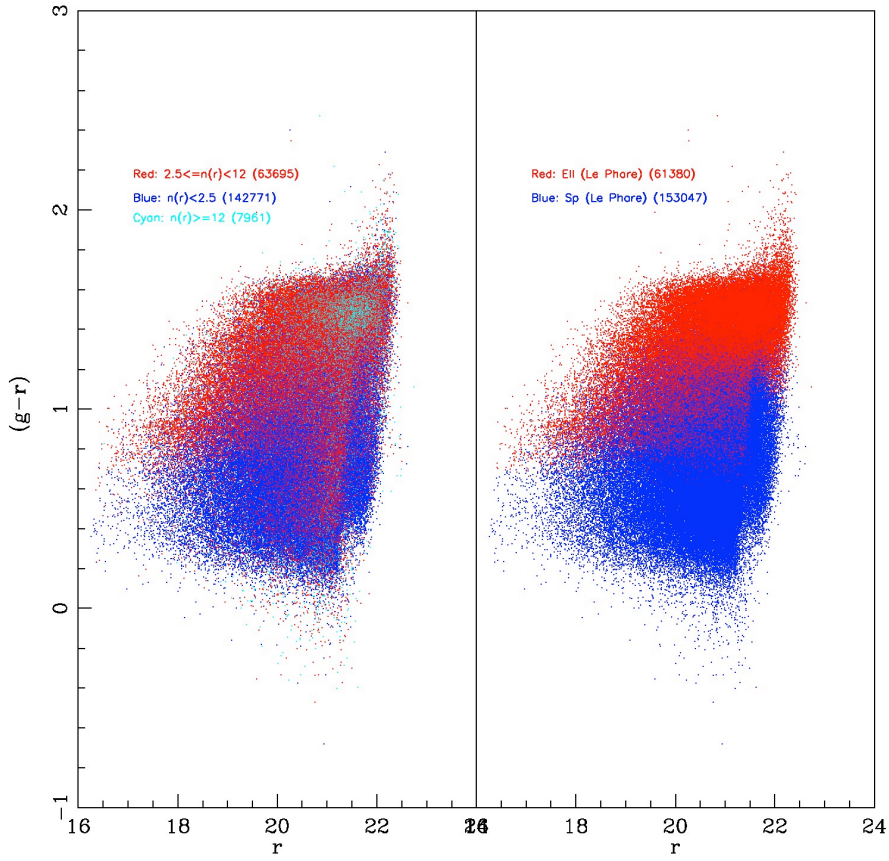
Örneğimizde n = 20 değerini sahip 76536 galaksinin neden bu değeri aldığı araştırıldığında bu galaksilere ait görüntüler için bazı maskeleme problemlerinin olduğu görülmüştür. Çözüm olarak galaksi maskelerinin oluşturulmasında bazı düzeltmeler ve girdi parametrelerinde de değişiklikler yapılmıştır. Yapılan düzeltmeler ile ana program yeniden çalıştırıldığında daha önce n=20 değerini alan galaksilerin çoğunun Sersic indislerinde iyileşmelerin olduğu görülmüştür. Şekil 4.2'de yapılan düzeltme ve iyileştirmelerden sonra Sersic indisi n = 20 değerini alan galaksilerin sayısında ciddi bir azalma görülmüştür. Yapılan düzeltmeler sayesinde Sersic indisi n=20 değerine sahip

galaksilerin sayısı 76536'den 28707'ye düşmüştür. Bu da yapılan düzeltmelerin olumlu olduğunu göstermiştir. Yine de bazı Sersic n = 20 değerini alan galaksiler bulunmaktadır.



Şekil 4.2: 557386 galaksinin Sersic indisine ve LePHARE programından gelen tiplerinden oluşturulan Renk – Kadir diyagramı (düzeltme sonrası).

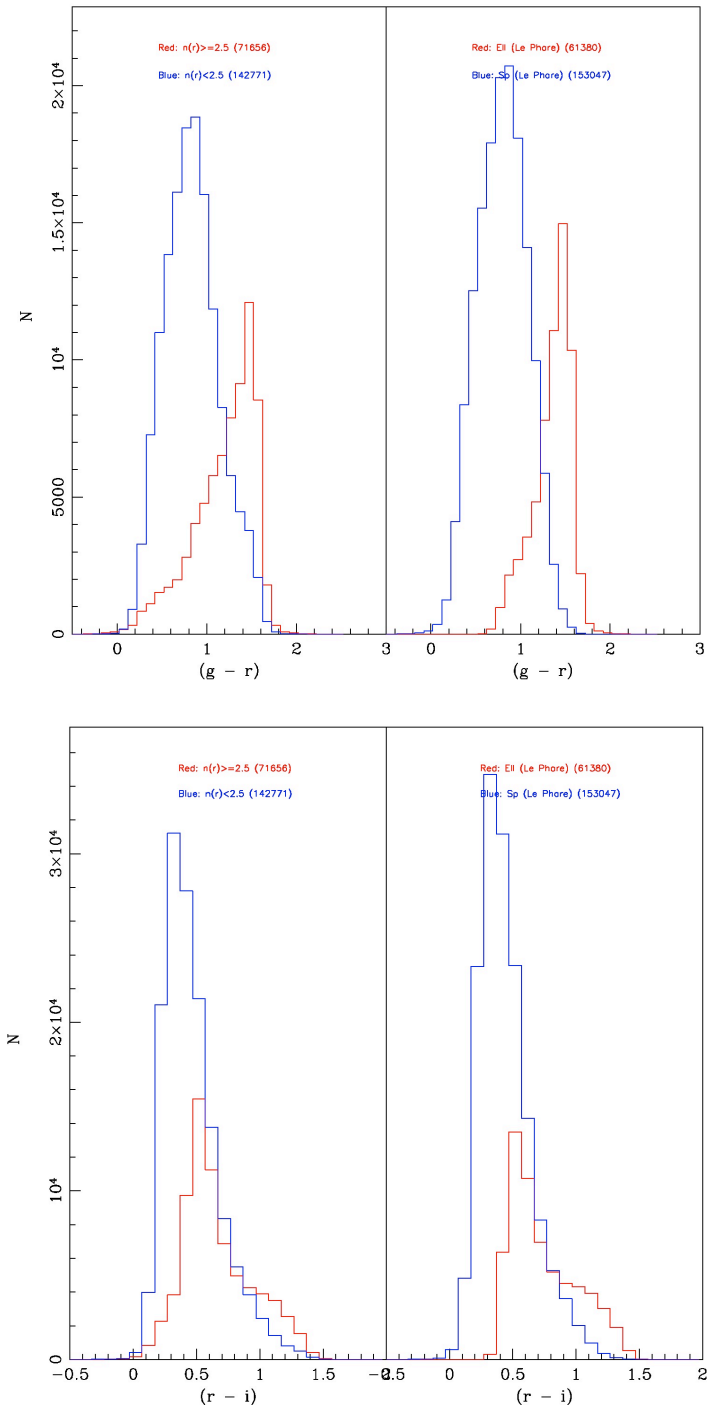
Sersic indisi n = 20 galaksilerinin görüntüleri incelendiğinde, oldukça küçük boyutlara sahip ve hatta çoğu zaman PSF boyutundan da küçük oldukları görülmüştür. Bu da GALFIT sonuçlarına kötü etkilemiştir. Bu durumdan kaçınmak için "i" bandında galaksiler 21 kadir parlaklığında kesilerek $16 \leq i \leq 21$ kadir aralığında yeni ve nihai bir galaksi kataloğu oluşturulmuştur. Bu nihai katalogda **214427** adet galaksi bulunmaktadır. Bu galaksilere ait renk – kadir diyagramı Şekil 4.3'de gösterilmiştir.



Şekil 4.3: 214427 galaksinin Sersic indisine ve LePHARE programından gelen tiplerinden oluşturulan renk – kadir diyagramı (i bandında 21 kadir parlaklığında kesim uygulanmıştır).

Şekil 4.3'de Sersic indisi n = 20 galaksilerinin büyük bir oranda azaldığı görülmektedir. 214427 adet içerisinde sadece 919 tane n = 20 galaksisi bulunmuştur. Böylece LePHARE'den elde edilen morfolojik tip ayrımı ile Sersic indisinden elde edilen tip ayrımının tutarlı olduğu görülmektedir.

214427 galaksi için (g-r) ve (r-i) renklerindeki galaksi sayıları çizdirilmiş ve elde edilen renk – sayı (N) dağılımları Şekil 4.4'de verilmiştir. Bu diyagramlarda sol panel bu çalışmadaki GALFIT çözümlerini, sağ panel ise LePHARE değerlerini göstermektedir. Mavi çizgiler ile gösterilen spiral galaksilerin Sersic indisinden bulunan morfolojik tipler ile LePHARE tiplerinin uyumlu olduğu görülmektedir.



Şekil 4.4: 214427 galaksinin renk dağılımları.
Üst panel (g-r) ve alt panel (r-i) renk dağılımları verilmiştir.

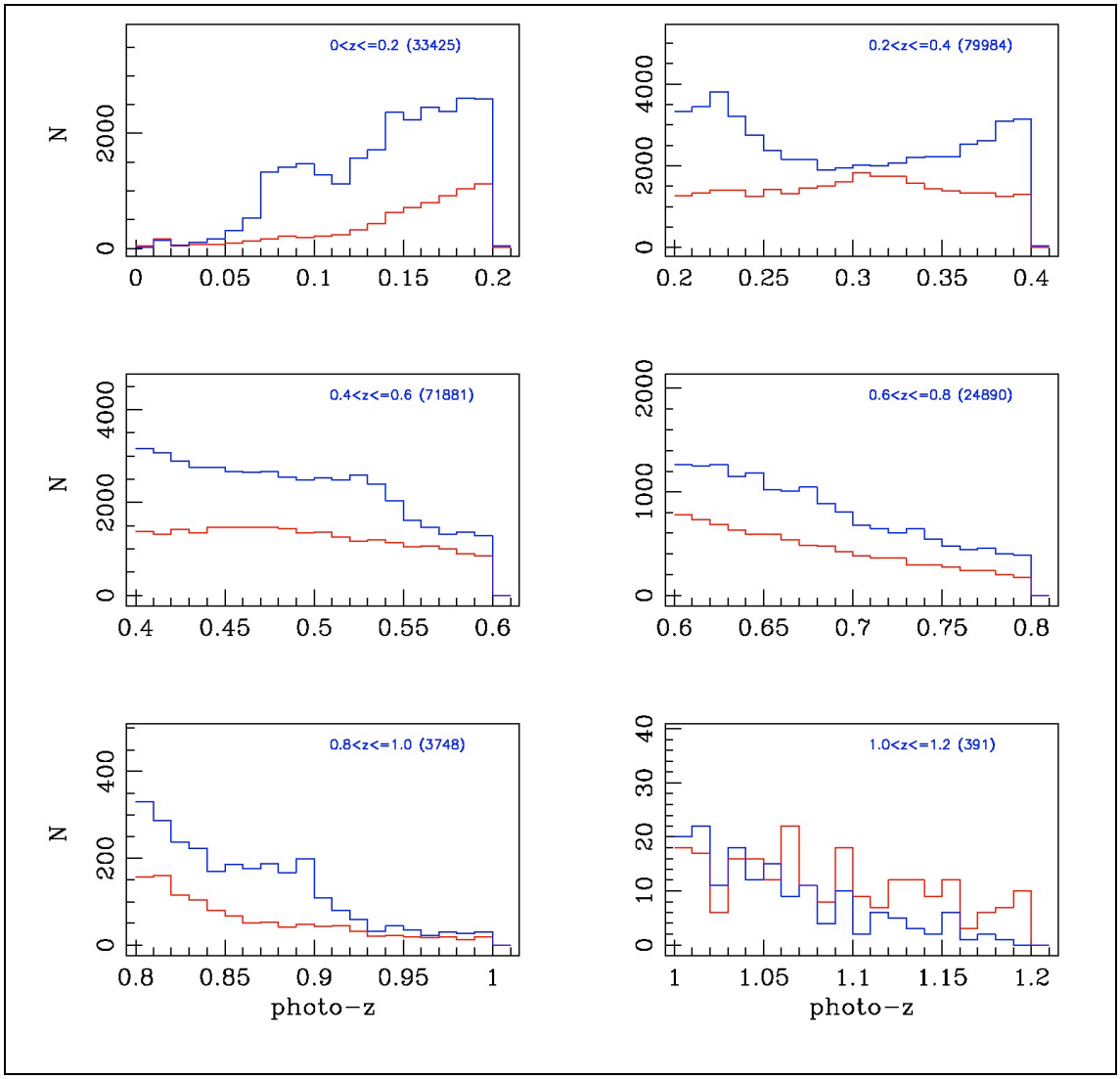
Bu çalışmadaki 214427 adet galaksi için elde edilen 5 bant Sersic indisi çözümleri LePHARE çözümleri ile karşılaştırılmıştır. Tüm bantların bir galaksi için ortak bir

çözümü temsil edip edemeyeceğini araştırmak üzere galaksilerin 5 banttan elde edilen Sersic indisleri birbirleriyle de karşılaştırılmıştır ve bir uyum bulunamamıştır. Ancak LePHARE tipleri ile en iyi uyumu veren bant "r" bandıdır. Çözümlerin tutarlılığı açısından sadece r bandından elde edilen Sersic indisine göre morfolojileri belirlenmiş ve morfoloji–yoğunluk ilişkileri oluşturulmuştur. Bundan sonraki tüm aşamalarda sadece r bandı değerleri kullanılmıştır. EK – 3'de g ve i bandı Sersic değerleri için r bandı renk – kadir diyagramları verilmektedir.

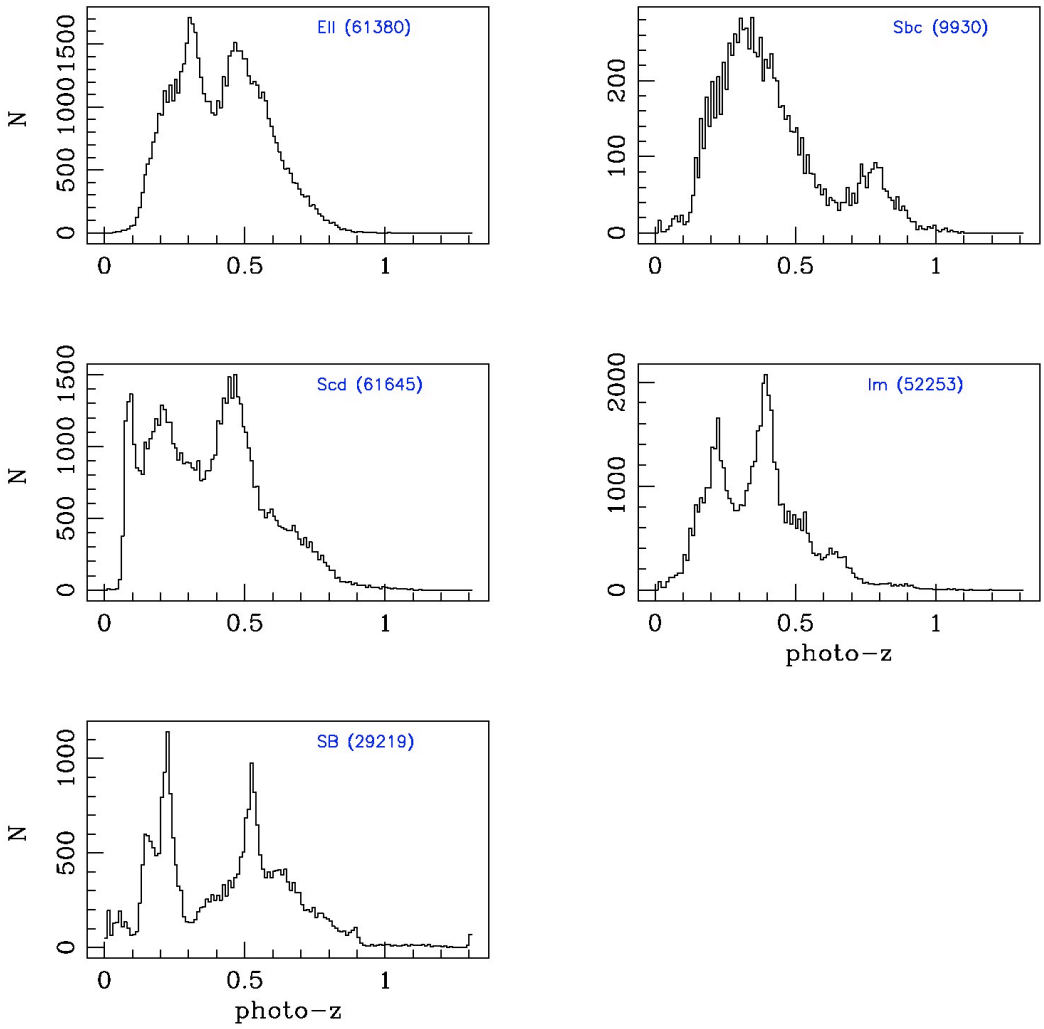
4.1.2 Morfolojik Tiplerin Fotometrik Kırmızıya Kayma (z) dağılımları

Bu çalışmada elde edilen nihai katalogdaki 214427 galaksinin Sersic indisinin fotometrik kırmızıya kayma ile olan değişimleri Şekil 4.5'deki grafiklerde verilmiştir. Sersic indisi $n < 2.5$ olan galaksiler mavi (çoğunlukla spiral), $n \geq 2.5$ olanlar kırmızı (çoğunlukla eliptik) renk ile verilmiştir. Şekil 4.5'deki grafikler $0 < z < 1.2$ kırmızıya kayma aralığı için 0.2'lik adımlarla çizdirilmiştir.

Aynı galaksiler için LePHARE morfolojik tiplerinin kırmızıya kaymaya göre olan dağılımları çizdirilerek Şekil 4.6'da verilmiştir. Hangi kırmızıya kayma aralığına kaç tane galaksi düştüğü saptanmış ve Şekil 4.5 ve Şekil 4.6'daki grafiklerde verilmiştir. Şekil 4.5 ve Şekil 4.6'daki grafiklerde eliptik galaksiler $z \sim 0.8 - 0.9$ aralığına kadar dağılırken, spiral ve diğer galaksiler geniş bir aralığa dağılmışlardır. $z \sim 1$'den sonra galaksi sayısı oldukça azdır. Bu durum galaksi kataloğunun $16 \leq i \leq 21$ kadir arasını kapsamasından $i = 21$ kadir'de kesilmesinden dolayıdır.

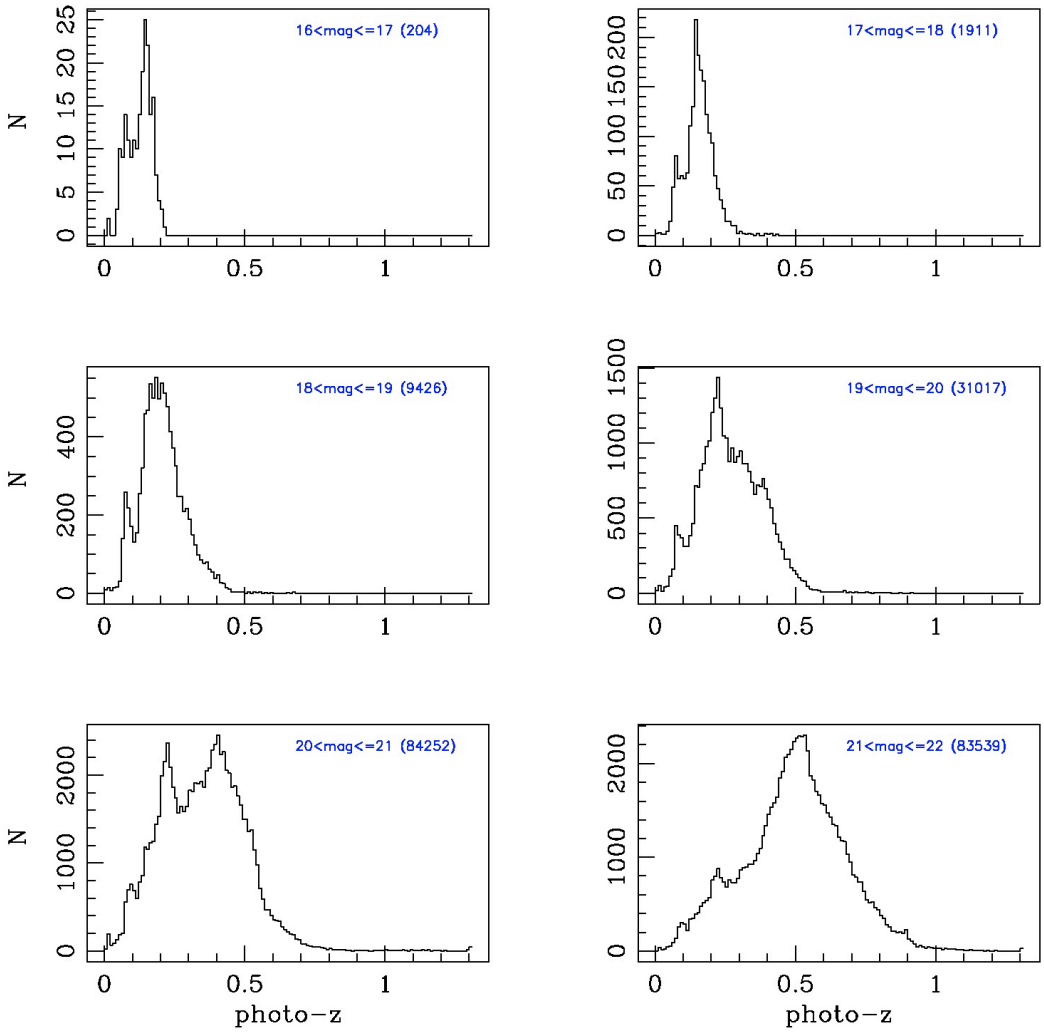


Şekil 4.5: 214427 galaksinin z-dağılımları (photo-z). Kırmızı çizgi ile gösterilen dağılımlar Sersic indis n ≥ 2.5, mavi ile gösterilen dağılımlar n < 2.5'dir. Belirli kırmızıya kayma aralıklarında kaç galaksi olduğu parantez içinde belirtilmiştir.



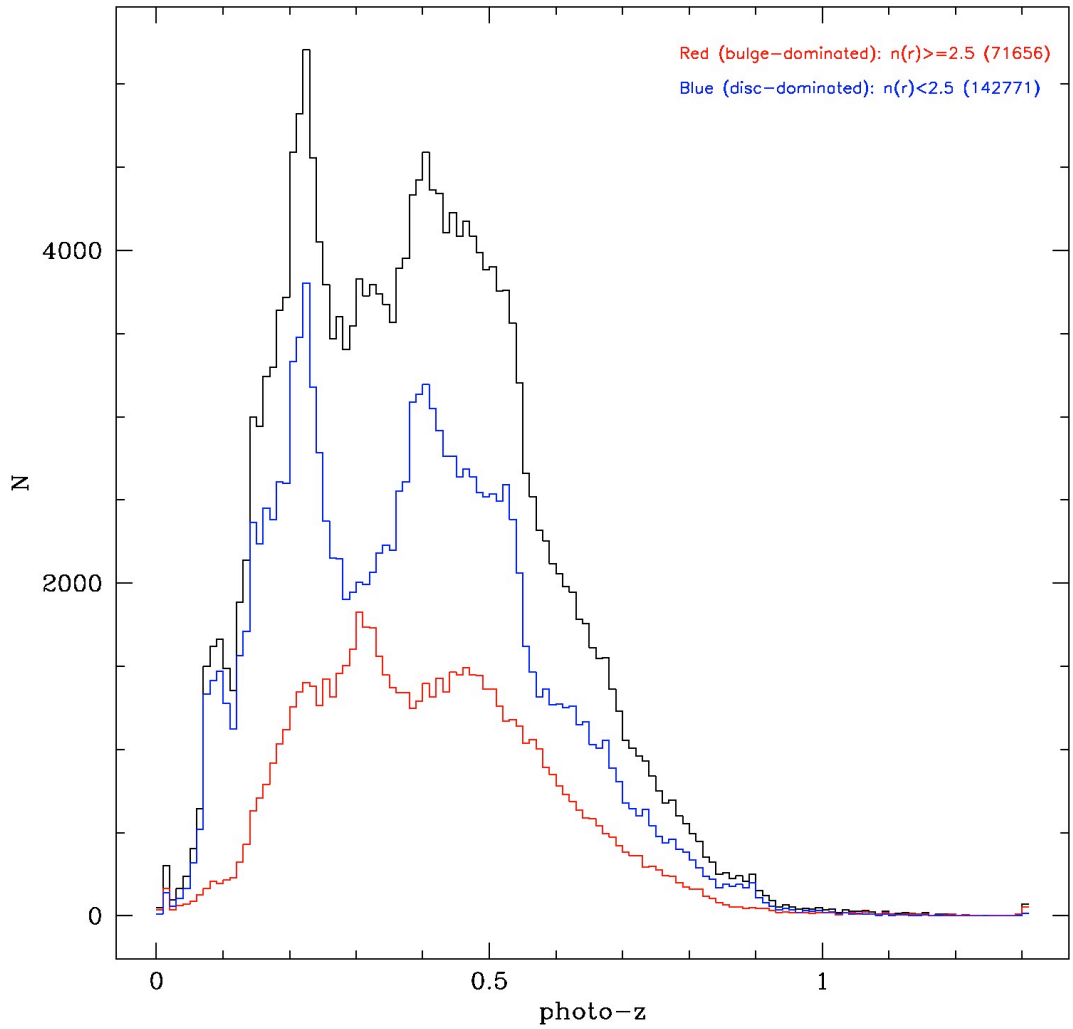
Şekil 4.6: 214427 galaksinin LePHARE morfolojik tiplerine göre z-dağılımları (photo-z). Belirli kırmızıya kayma aralıklarında kaç galaksi olduğu parantez içinde belirtilmiştir.

$16 \leq i \leq 21$ aralığında bulunan 214427 galaksinin parlaklık aralıklarına göre z-dağılımları Şekil 4.7'de verilmiştir. Belirli parlaklık aralıkları için çizdirilen grafiklerde o parlaklık aralığında kaç galaksinin hangi kırmızıya kayma değerine düştüğü gösterilmiştir.



Şekil 4.7: 214427 galaksinin parlaklık sınıflarına göre z-dağılımları.

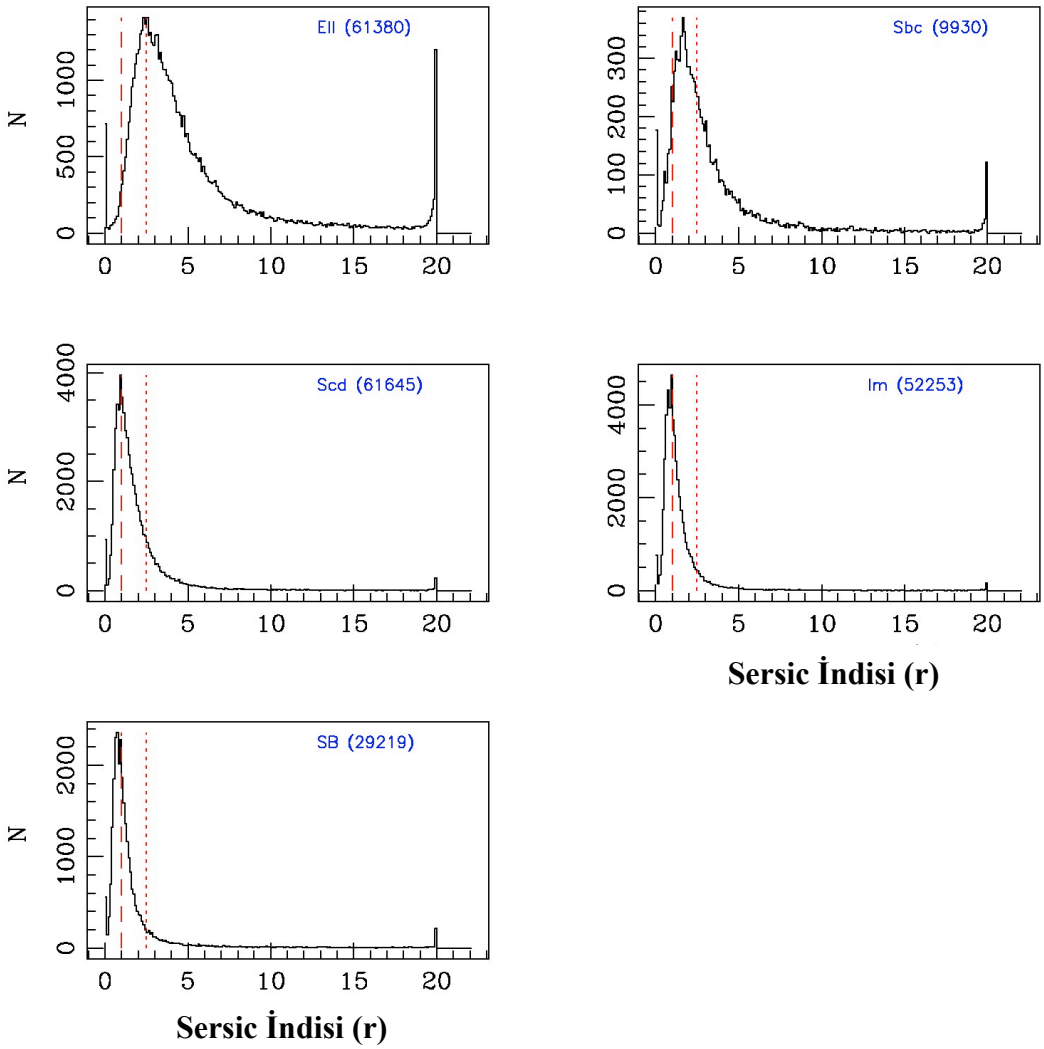
Sersic indisine göre galaksileri şişkin bölgeleri ($n \geq 2.5$) ya da disk bölgeleri baskın ($n < 2.5$) olanların sayılarına göre z-dağılımları Şekil 4.8'de gösterilmiştir. Bu çalışmada incelenen CFHTLS W1 alanındaki 214427 galaksiden Sersic indisi ile şişkin bölgelerine göre ayrılmış olanlarının sayısı 71656 iken disk bölgesi baskın galaksilerin sayısı 142771'dir.



Şekil 4.8: 214427 galaksinin şişkin bölgeye sahip ya da disk olmasına göre z-dağılımları. Mavi (blue) dağılım disk olanlar, kırmızı (red) şişkin bölgeye sahip olanlar. Siyah çizgiler ile gösterilen dağılım mavi ve kırmızı dağılımın toplamıdır.

214427 galaksinin LePHARE sisteminde tanımlanan morfolojik sınıfları (E, Sbc, Scd, SB, Irr) katalogdan alınarak bu çalışmada bulunan Sersic indisleri karşılaştırılmıştır. Şekil 4.9'da LePHARE tipi eliptik olan galaksilerin Sersic indislerinin sayı dağılımı ilk grafikte gösterilmiş ve diğer tipler için benzer grafikler verilmiştir. Grafiklerde sağ üstte verilen LePHARE tiplerinin yanında parantez içerisinde LePHARE sayıları da verilmiştir. Şekil 4.9'daki her grafikte spirallerin yerini göstermek için n = 1'e kesikli dikey çizgi, n = 2.5'a da noktalı dikey çizgi yerleştirilmiştir. İlk grafikte eğrinin tepe noktası n = 2.5'a denk gelmekte ve noktalı çizginin sağına doğru dağılmaktadır. İlk

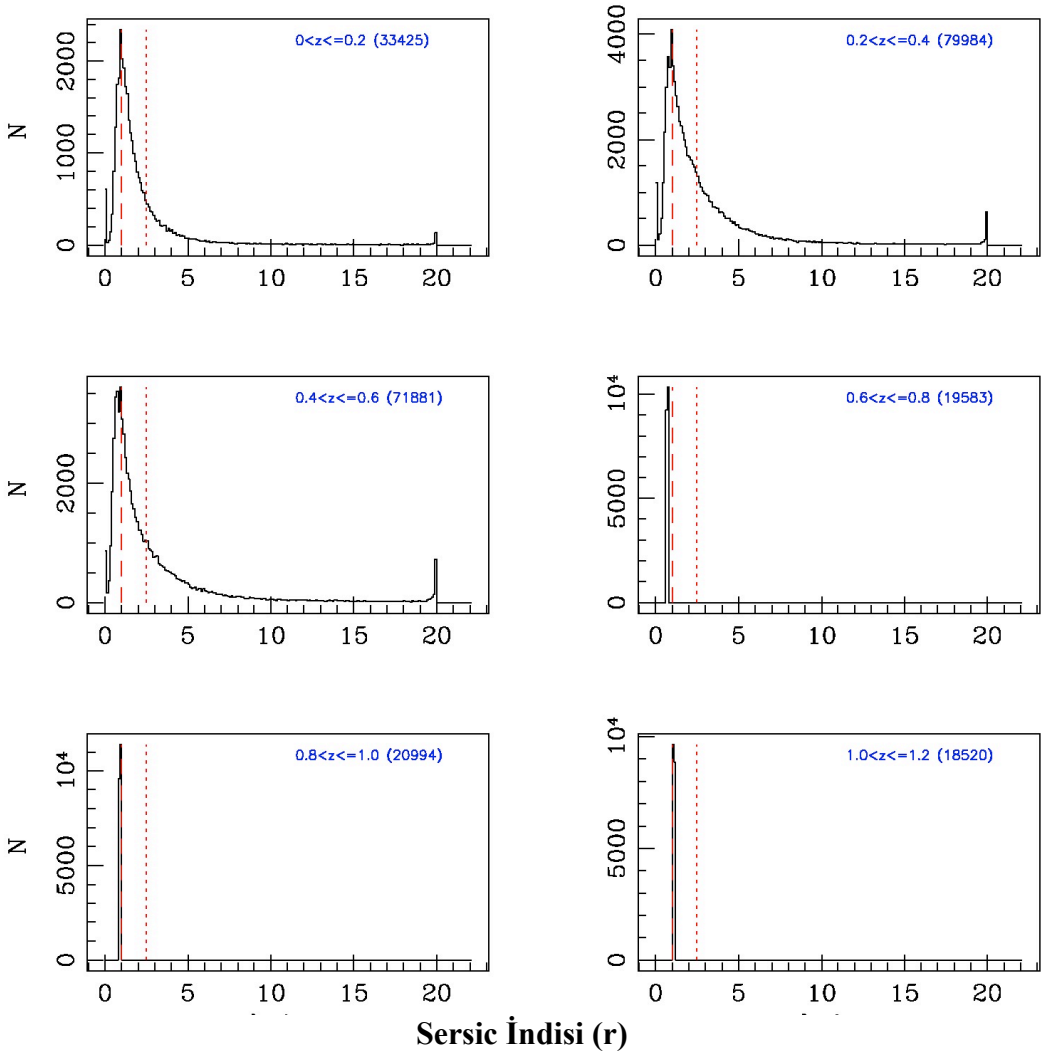
grafikteki galaksilerin bu dağılımı Sersic indisilerine göre eliptik olduklarını göstermektedir. Bu sonuç, LePHARE eliptik sınıflamasıyla Sersic indisinden elde edilen eliptik tiplerinin uyumlu olduğunu göstermektedir. Diğer grafiklerde de benzer şekilde uyum yakalanmıştır.



Şekil 4.9: LePHARE morfolojik tipleri için Sersic indisine göre galaksilerin sayı dağılımları.

Şekil 4.10'da 214427 galaksi için $0 < z < 1.2$ kırmızıya kayma aralığı için 0.2 adımlarla çizdirilen grafiklerde bu çalışmada elde edilen Sersic indislerinin sayı dağılımları verilmiştir. Kırmızıya kayma $z \sim 0.7 - 0.8$ değerine kadar galaksi sayılarının daha çok olduğu görülmektedir. Kırmızıya kayma $z \sim 0.8$'den sonra Sersic indisi $n \geq 2.5$ olan

erken tip galaksi sayısının oldukça azaldığı görülmektedir. Büyük kırmızıya kayma değerlerinde erken tip galaksilerin sayıca az olması bu çalışma için bir sınır koşulu oluşturmaktadır.

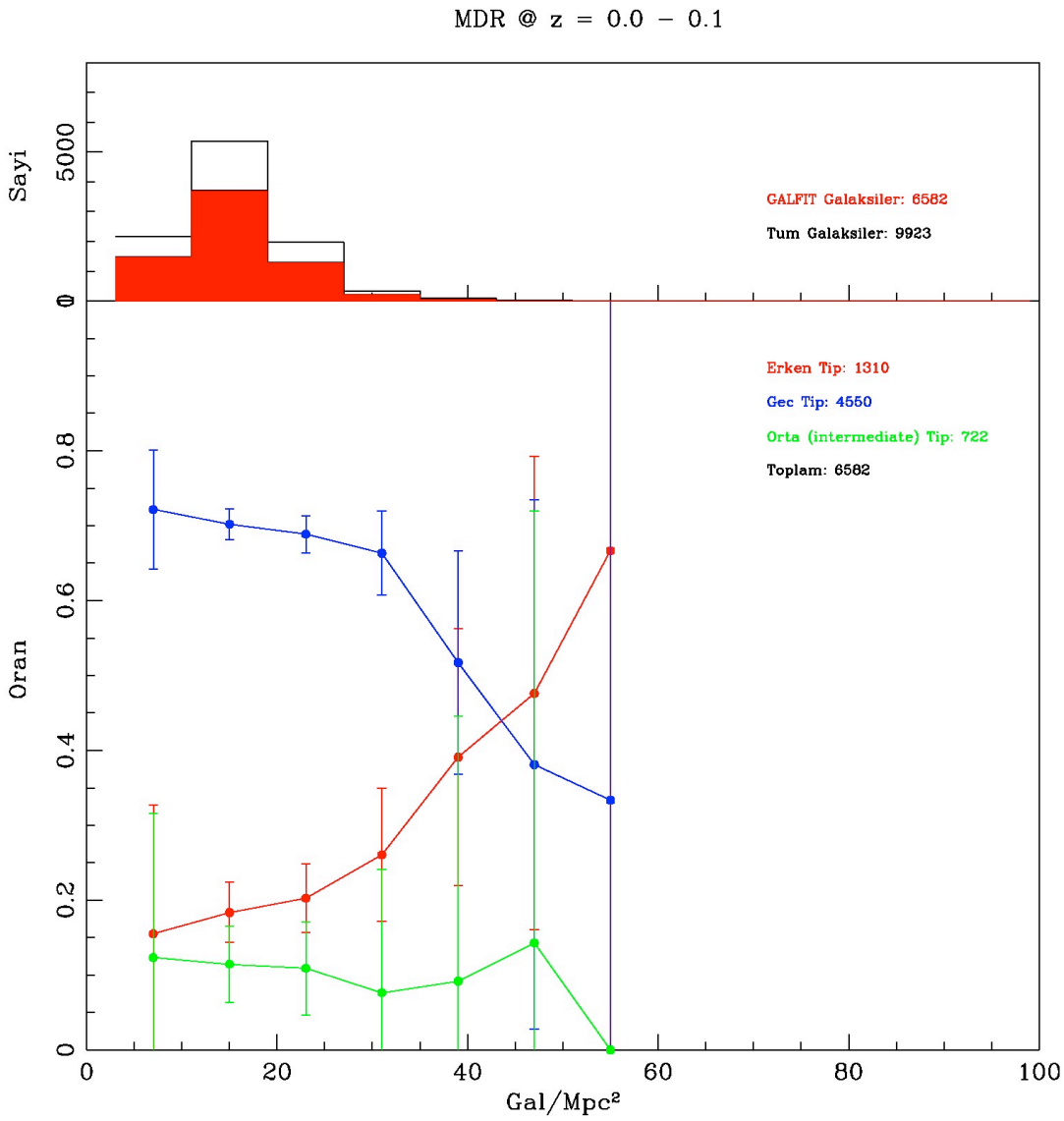


Şekil 4.10: Farklı kırmızıya kayma aralıkları için Sersic indislerine göre galaksilerin sayı dağılımları.

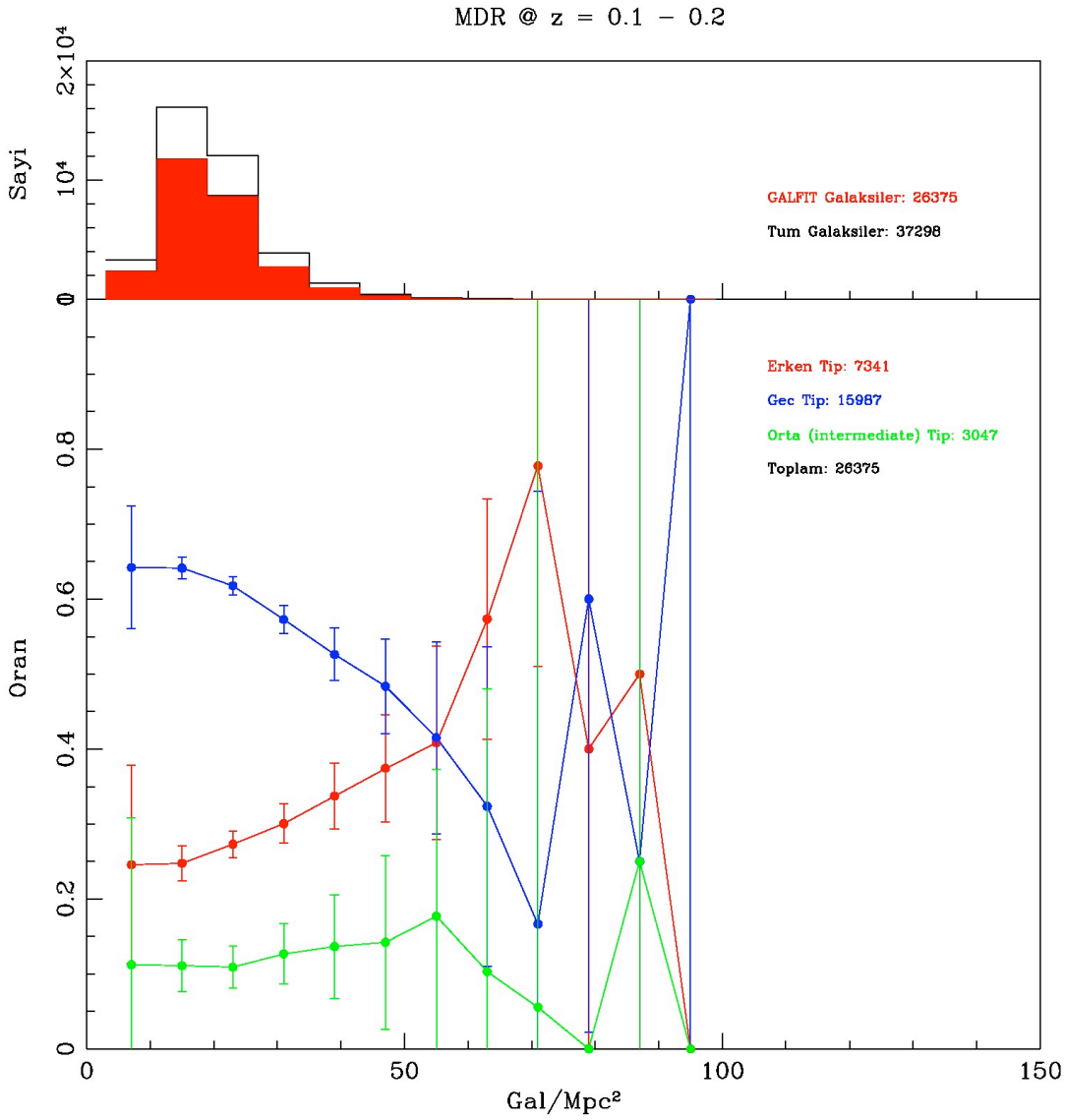
4.2. Kırmızıya kaymaSI 0 ile 0.8 arasındaki Galaksilerin Morfoloji – Yoğunluk İlişkileri

CFHTLS W1 alanındaki 214427 galaksinin $0.0 < z < 0.8$ kırmızıya kayma aralığında 0.1 adımlarla elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkileri Şekiller 4-11'den 4-18'e kadar verilmiştir. Şekil 4.19'da ise bu çalışmada incelenen tüm kırmızıya kayma aralığı ve tüm galaksiler için morfoloji–yoğunluk ilişkisi verilmiştir. Şekil 4.11 – 4.19'daki grafiklerde x-ekseni Mpc^2 başına düşen galaksi sayısı ile öngörülen yoğunluğu temsil etmektedir. y-ekseni ise morfolojik tiplerin oranını göstermektedir. Eğrilerdeki mavi renk spiraller, kırmızı renk eliptikler ve yeşil renk orta tip galaksiler için kullanılmıştır. Bu ayrım bu çalışmada elde edilen Sersic indislerine göre yapılmıştır. $0.3 < n < 1.8$ olan galaksiler spiral (mavi), $1.8 \leq n < 2.7$ olanlar orta (intemediate) tip galaksiler (yeşil) ve $2.7 \leq n$ olanlar ise eliptik (kırmızı) galaksiler olarak gösterilmiştir. Şekillerdeki üst panellerde y ekseninde verilen her bir yoğunluk aralığına düşen galaksi sayısı histogramlar şeklinde gösterilmiştir. Üst panelde siyah çizgi ile gösterilen histogram verilen kırmızıya kayma aralığındaki tüm galaksileri kapsarken, kırmızı histogram ise bu çalışmada GALFIT tarafından çözülebilmiş galaksilerin dağılımını göstermektedir. Üst panelde verilen kırmızıya kayma değerindeki tüm galaksilerin sayısı (siyah) ve GALFIT tarafından çözümü yapılmış galaksilerin sayısı (kırmızı) sağ üstte verilmiştir. Alt panelde sağ üstte verilen sayılar ise GALFIT tarafından çözümü yapılabilmiş ve morfoloji–yoğunluk ilişkisi çizdirilmiş tüm galaksi tiplerinin sayısını (siyah), erken tip galaksilerinin sayısını (kırmızı), disk galaksilerin sayısını (mavi) ve orta tip galaksilerin sayısını (yeşil) göstermektedir.

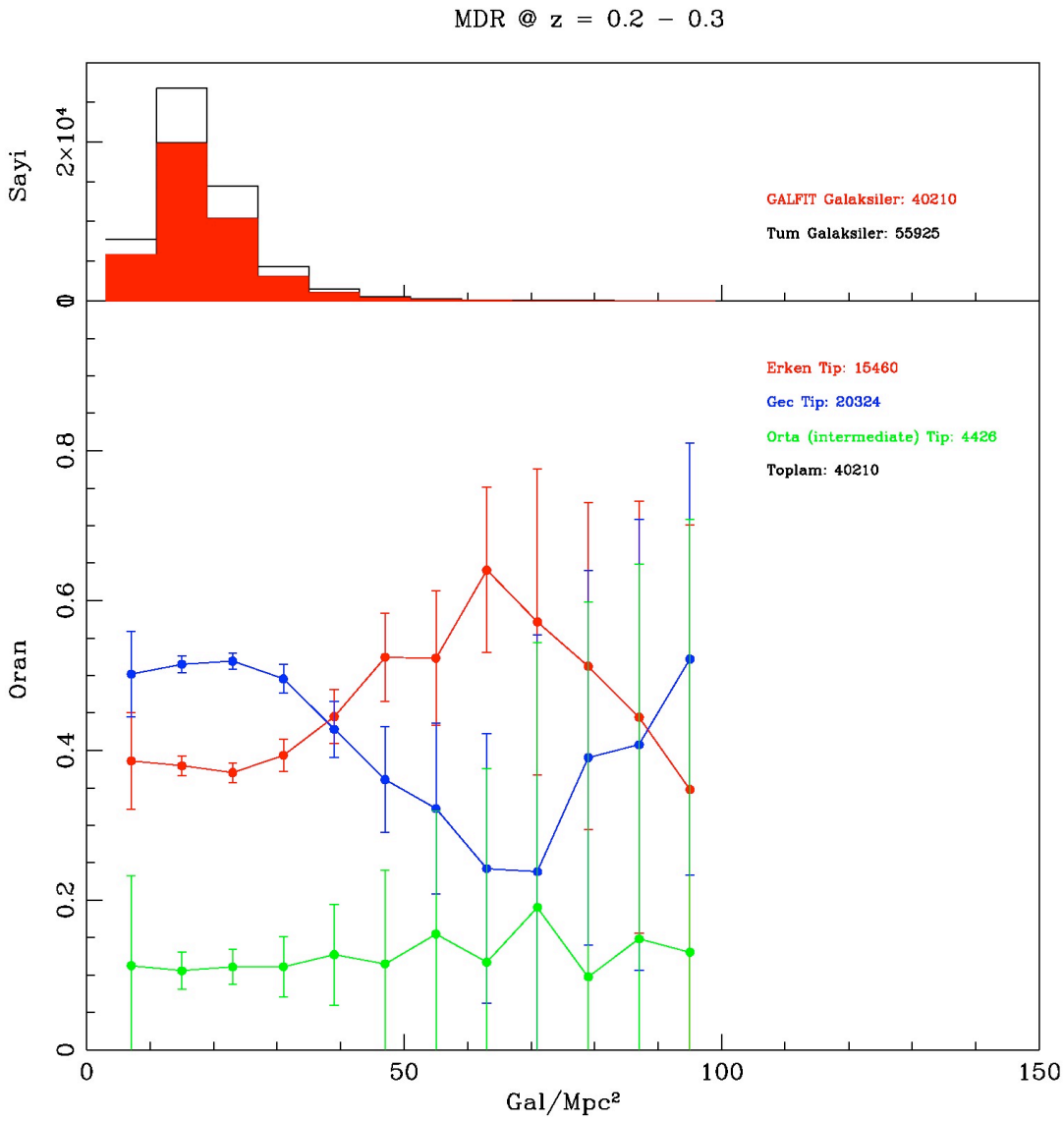
Şekil 4.11 ve 4-18 arasındaki sekiz grafik ve Şekil 4.19'daki genel grafikten erken tip galaksilerin oranının yoğun bölgelere doğru arttığı geç tip galaksilerin oranının ise azalmakta olduğu görülmektedir. Orta sınıf (intermediate) galaksilerin oranı da daha yoğun bölgelerde göreli olarak bir artış göstermektedir.



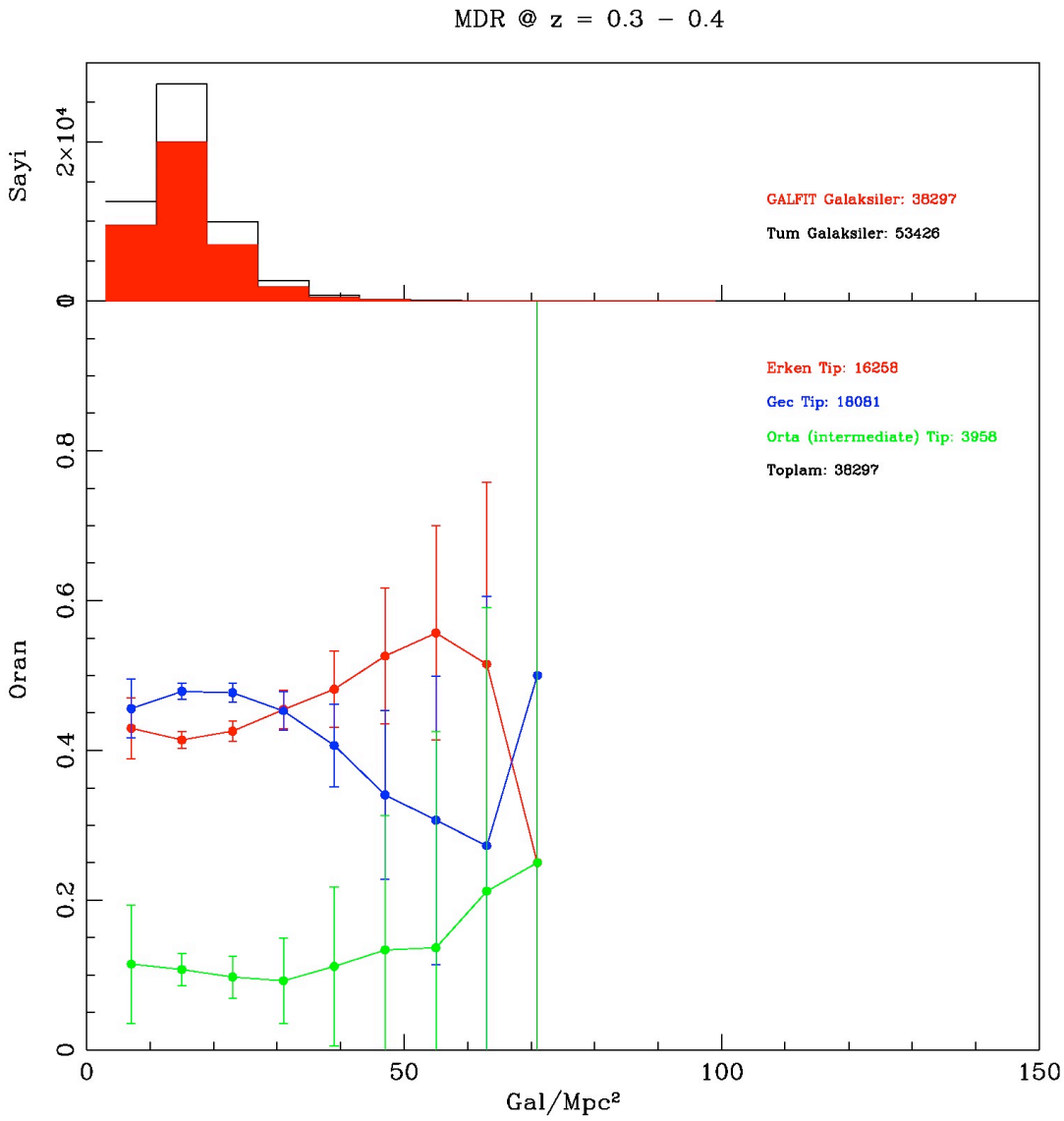
Şekil 4.11: $0 < z \leq 0.1$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



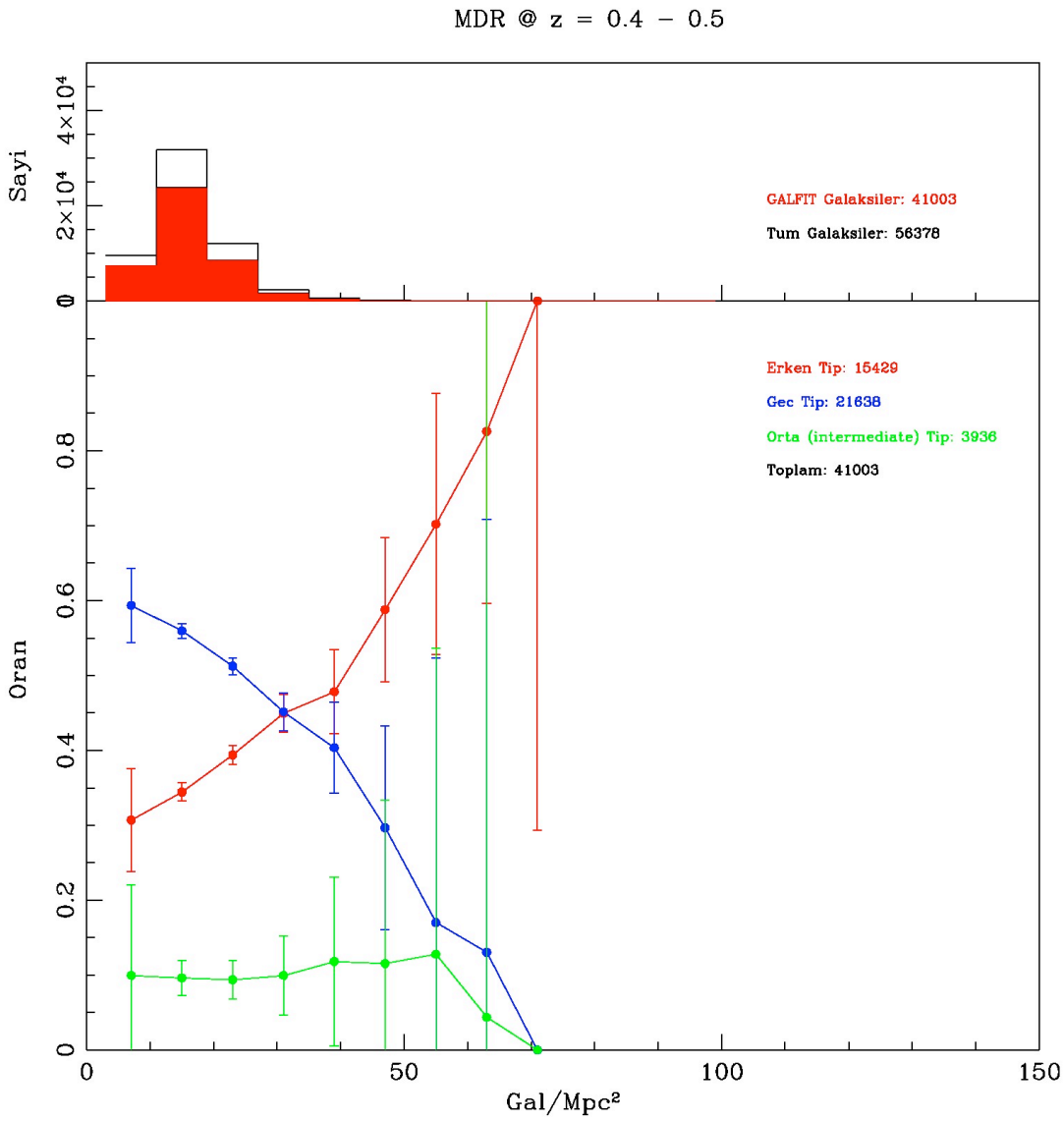
Şekil 4.12: $0.1 < z \leq 0.2$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



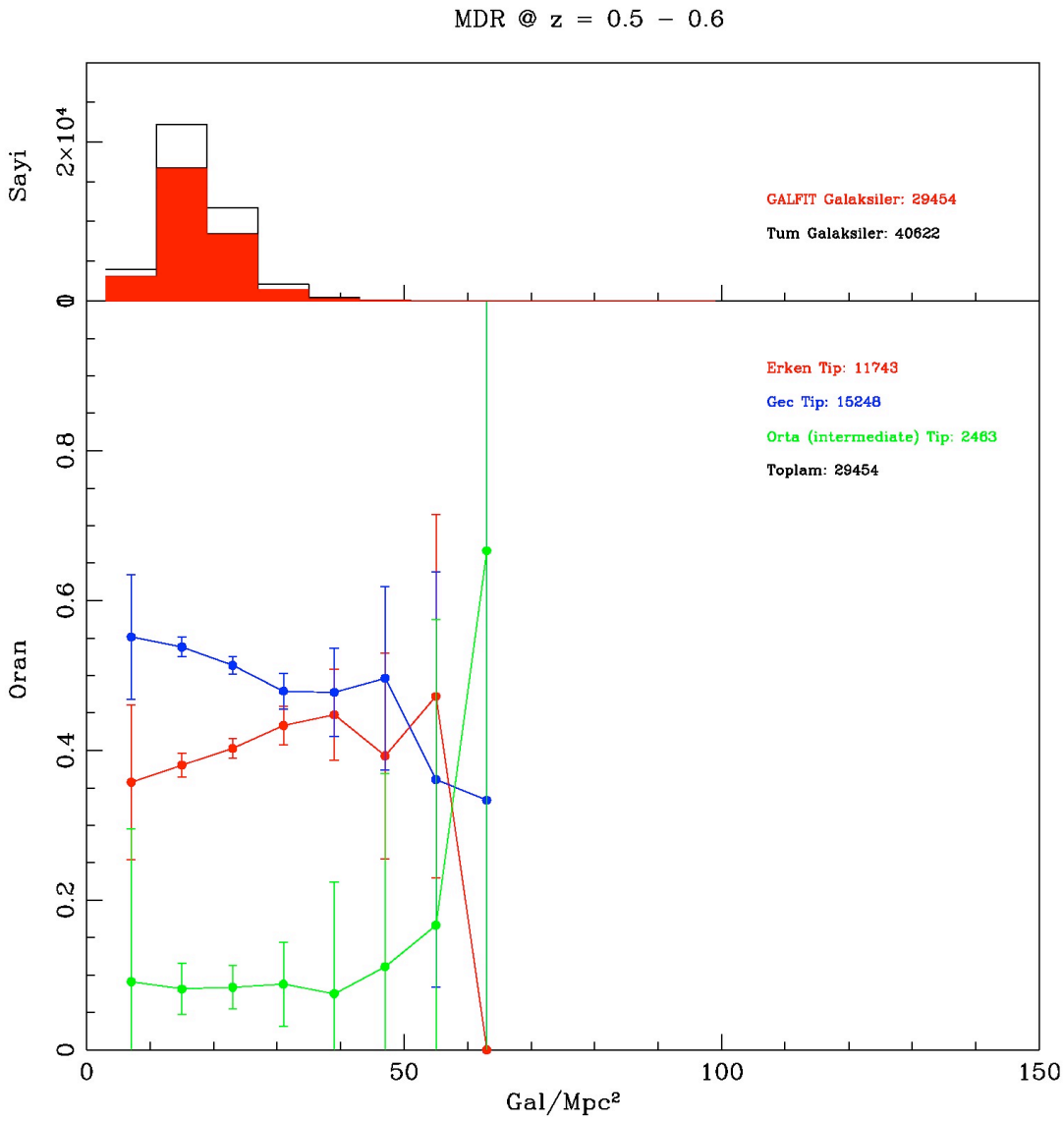
Şekil 4.13: $0.2 < z \leq 0.3$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



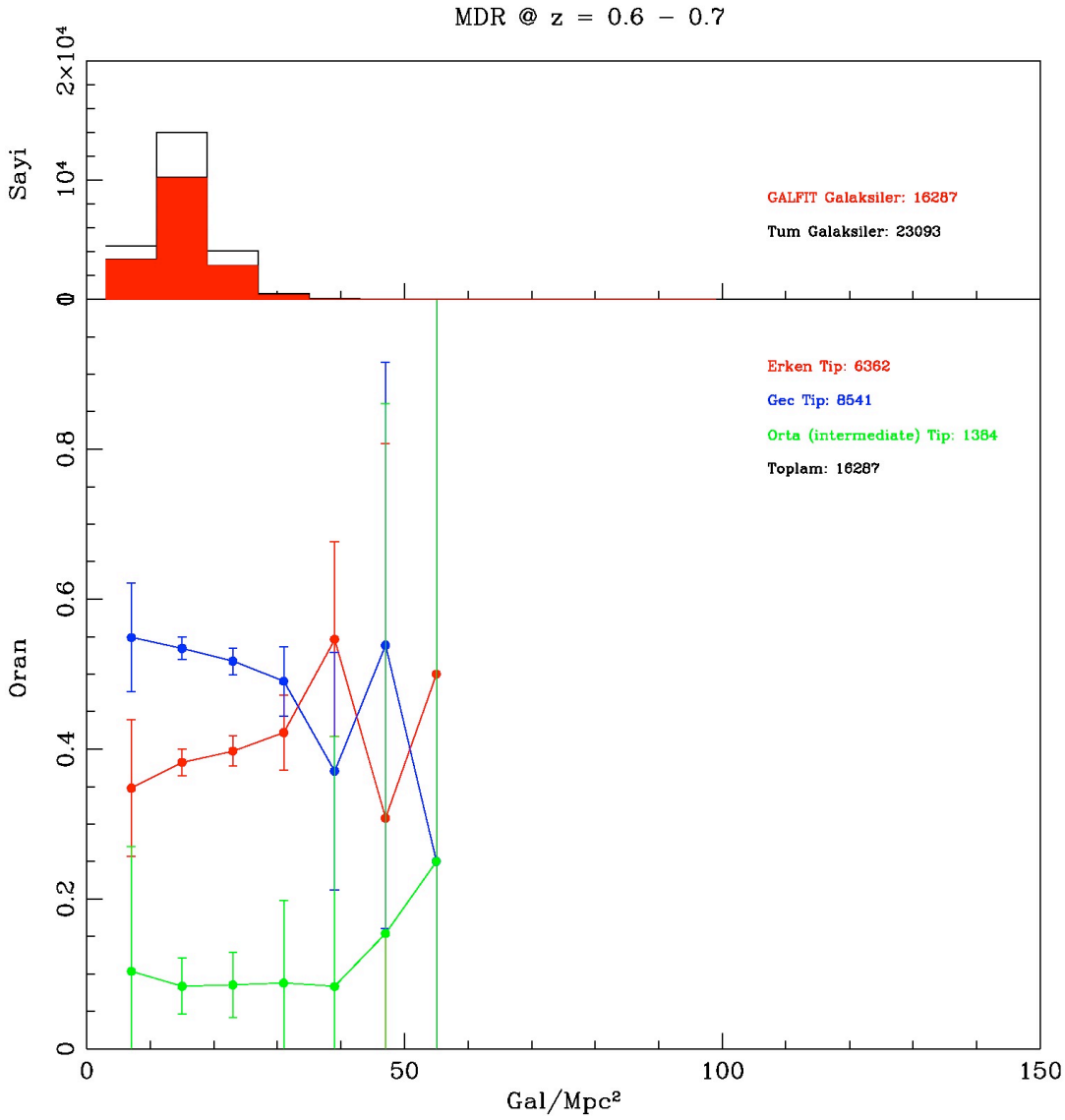
Şekil 4.14: $0.3 < z \leq 0.4$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



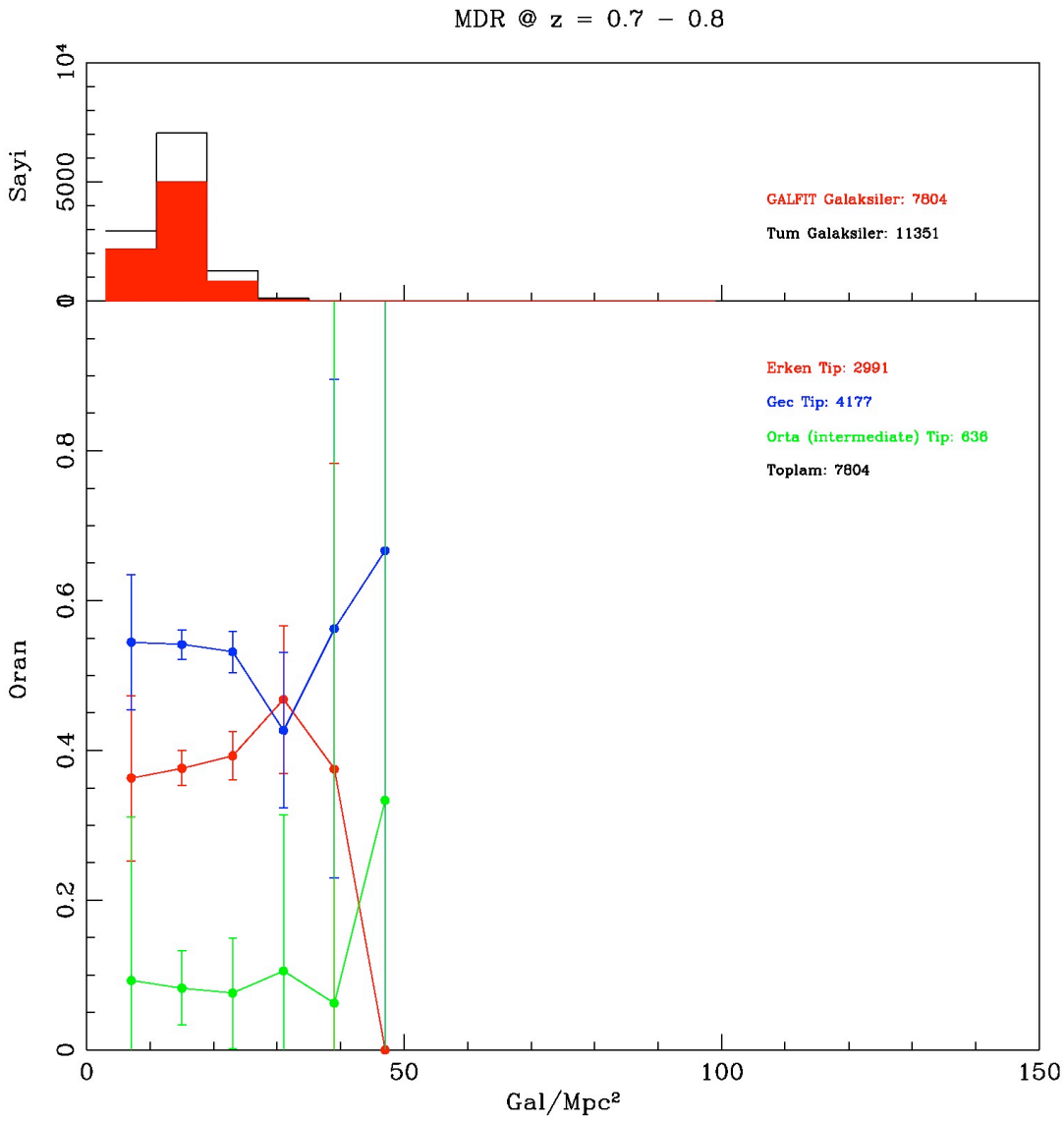
Şekil 4.15: $0.4 < z \leq 0.5$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



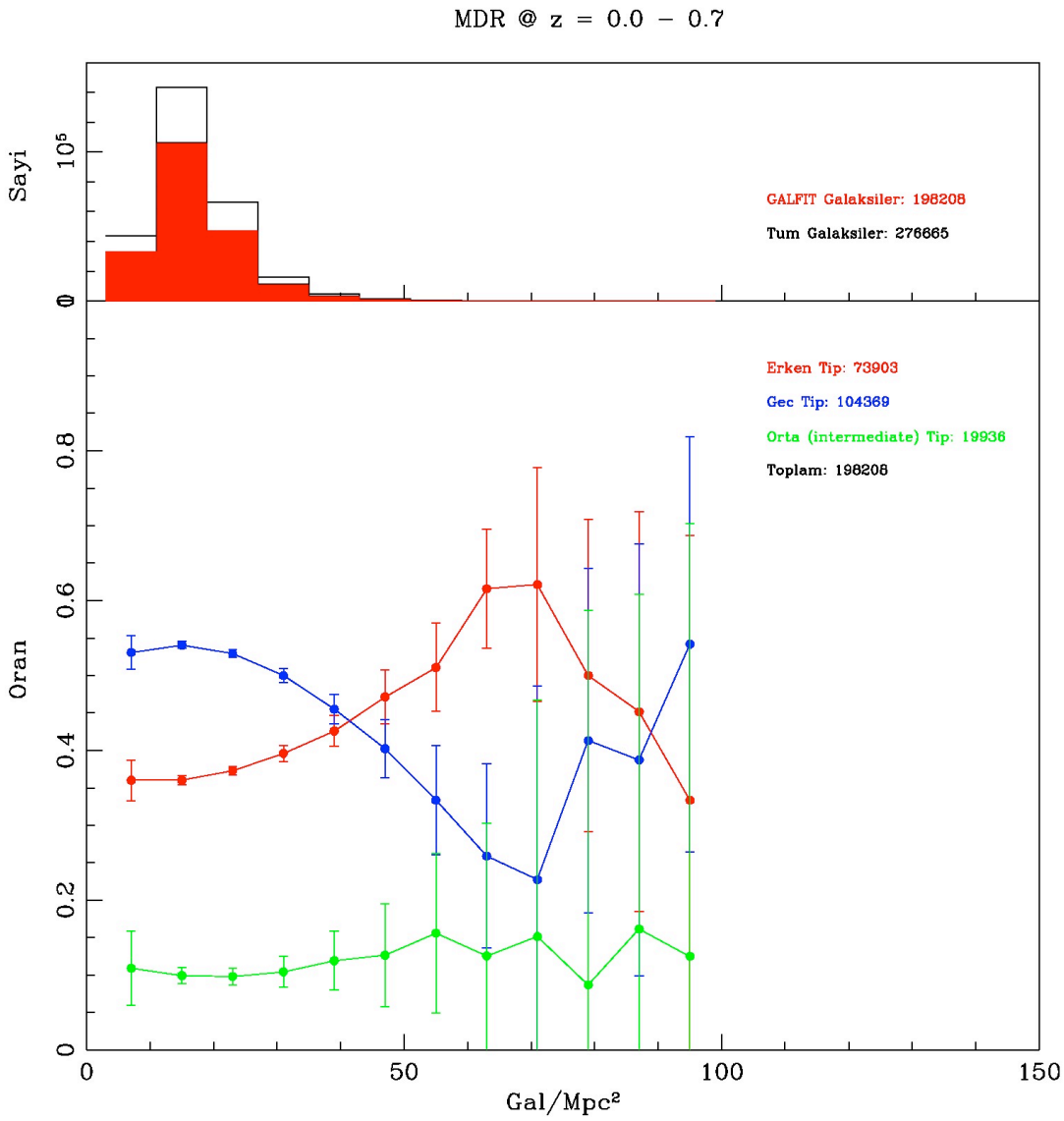
Şekil 4.16: $0.5 < z \leq 0.6$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



Şekil 4.17: $0.6 < z \leq 0.7$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



Şekil 4.18: $0.7 < z \leq 0.8$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.



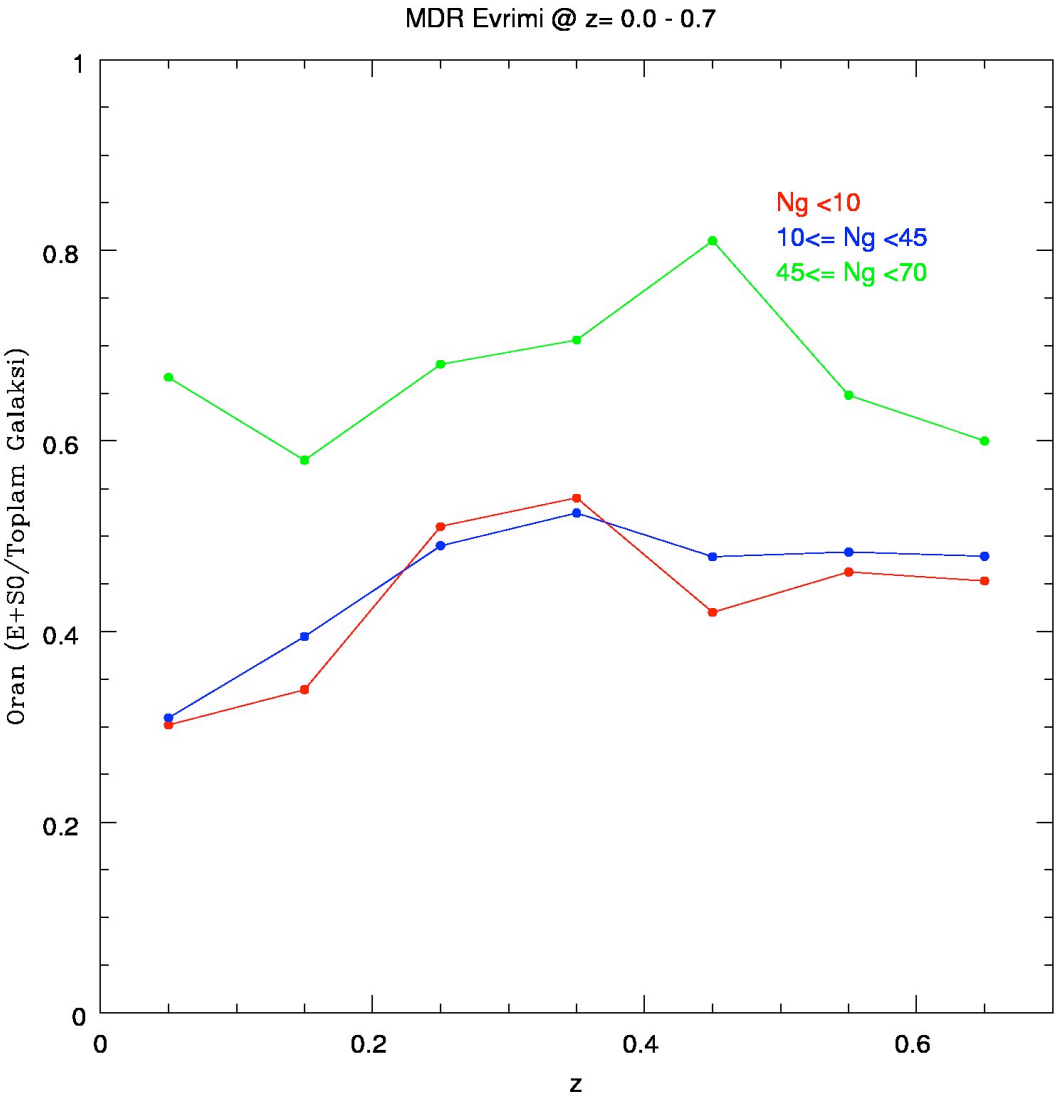
Şekil 4.19: $0 < z \leq 0.7$ aralığı için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi.

4.3. Morfoloji–Yoğunluk İlişkisinin Evrimi

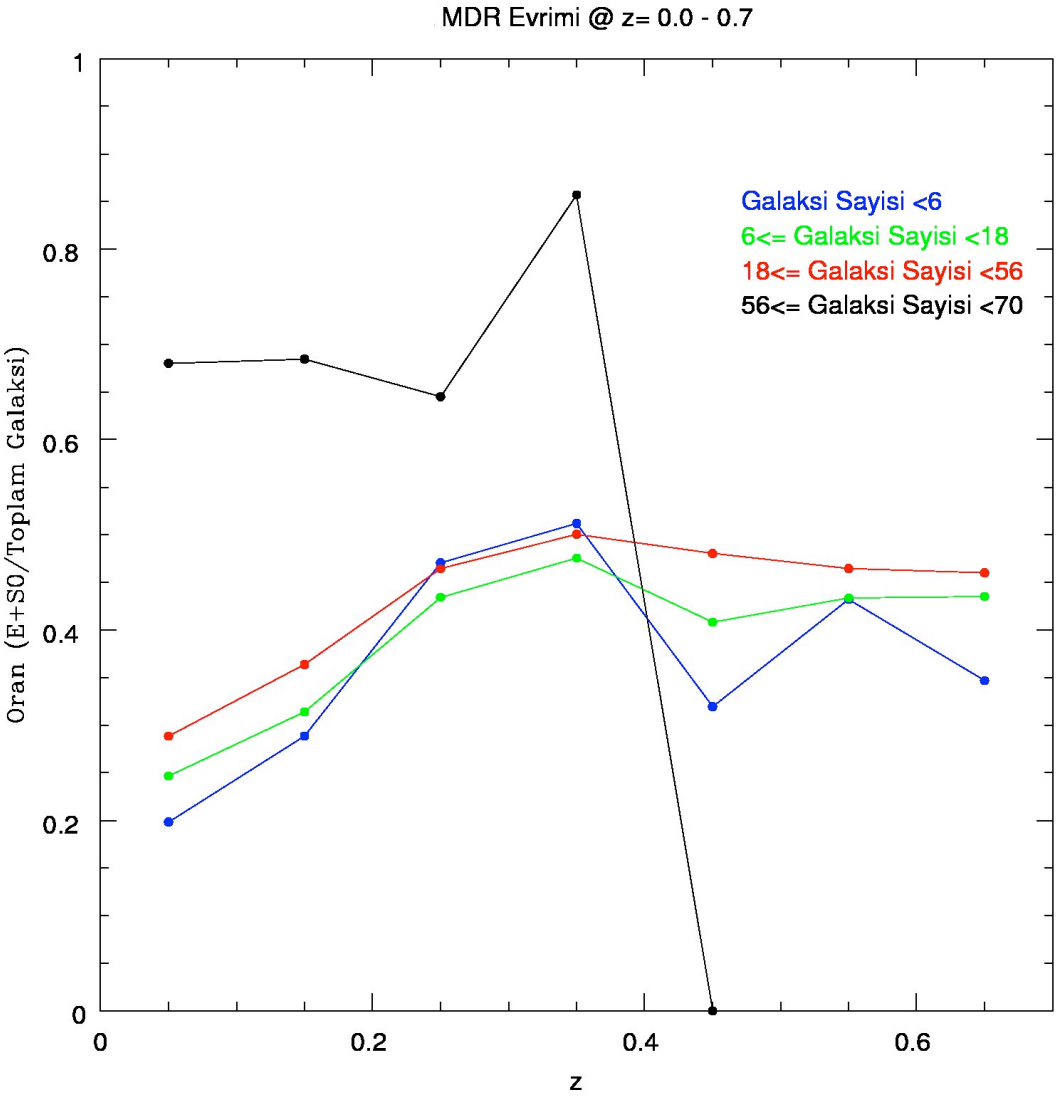
Bu çalışmada CFHTLS W1 alanındaki 214427 galaksiden erken tip olarak tanımlananlar için morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi incelenmiştir. E+S0 şeklinde tanımlanan erkin tip galaksilerin farklı yoğunluktaki ortamlardaki sayı oranlarının kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak değişmesi şeklinde elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimini göstermektedir ve Şekil 4.20 ile Şekil 4.21'de verilmiştir.

Şekil 4.20'de üç farklı yoğunluklu ortam için ilişkiler verilmiştir. Mpc^2 başına düşen galaksi sayısı $Ng < 10$ öngörülen yoğunluktaki ortamlarda ilişki kırmızı ile, $10 \leq Ng < 45$ olan ortamlardaki ilişki mavi ile ve $45 \leq Ng < 70$ olan daha yüksek yoğunluklu ortamlar için ilişki yeşil renk ile gösterilmiştir. Şekil 4.20'de kırmızı ve mavi ile gösterilen düşük yoğunluklu ortamlarda $z \sim 0.35$'den sonra erken tip oranında bir değişim olmadığı; morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrim göstermediği bulunmuştur.

Şekil 4.21'de Capak ve diğ., 2007 çalışması ile karşılaştırma yapabilmek için farklı yoğunluk aralıklarında erken tip galaksilerin kırmızıya kaymaya göre oranına bakılmıştır. Capak ve diğ., 2007'de kullanılan yoğunluklara ve Şekil 2.19'dakine benzer şekilde $Ng < 6$, $6 \leq Ng < 18$, $18 \leq Ng < 56$, $56 \leq Ng < 70$ yoğunluk aralıkları için morfoloji – yoğunluk ilişkisinin evrimi elde edilmiştir.



Şekil 4.20: Erken tip galaksiler için morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi (Erken tip galaksi oranının kırmızıya kayma ile farklı yoğunluktaki ortamlar için değişimi).



Şekil 4.21: Erken tip galaksiler için morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi (Erken tip galaksi oranının kırmızıya kayma ile Capak ve diğ., (2007)'de verilen yoğunluklara göre değişimi).

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

Morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimsel olarak incelenmesi, kozmik zaman ölçeklerinde galaksilerin oluşum ve evrimlerinin anlaşılması açısından oldukça önemlidir.

Bu tez çalışmasında, CFHTLS gökyüzü taramasının W1 bölgesi verileri kullanılarak u, g, r, i ve z bantlarında ~1350000 galaksi istatistiksel olarak incelenmiştir. Analizlerde kullanılmak üzere otomatik algoritma içeren GALFIT ve literatürdeki bazı programlarla entegre olarak çalışabilen ve paralel hesaplama mimarisinde özgün bir bilgisayar programı yazılmıştır. Bu sayede 557386 galaksinin morfolojik tanımlaması yapılmış, bunlardan 214427 tanesinin bulundukları ortamdaki sayı yoğunlukları hesaplanmıştır. z ≈ 0.8'e kadar galaksilerin morfoloji–yoğunluk ilişkisi ortaya konmuş ve bu ilişkilerin farklı yoğunluklu ortamlar için kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak nasıl değiştiği incelenmiştir.

Bu çalışmada elde edilen son katalogda 214427 adet galaksiye ait renk – kadir diyagramı oluşturulmuş ve Şekil 4.3'de gösterilmiştir. Bu diyagramdan LePHARE'den elde edilen morfolojik tip ayrımı ile Sersic indisinden elde edilen tip ayrımının tutarlı olduğu görülmektedir. Böylece 214427 adet galaksinin parametrik morfolojik sınıflamasının yanında renk sınıflaması da yapılmıştır.

Kırmızıya kayma $0 < z < 0.8$ aralığı için morfoloji–yoğunluk ilişkileri elde edilmiştir (Şekil 4.11 – Şekil 4.19). Erken tip oranının öngörülen yoğunlukla monotonik olarak arttığı bulunmuştur. Kırmızıya kayma $z \sim 0.8$' e kadar morfoloji – yoğunluk ilişkisinin varlığı bulunmuş olsa da yerel evrendeki ($z \sim 0 - 0.1$) kadar belirgin olmadığı görülmüştür. Elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisi grafiklerinde erken tip oranının yoğunlukla olan artışındaki eğim $z \sim 0.4$'e kadar azalmaktadır. Bu durum Smith ve diğ., (2005)'de verilen sonuçlarla uyum içerisindedir (Şekil 2.16). Capak ve diğ., (2007) tarafından yüksek kırmızıya kayma değerlerine doğru gidildikçe erken tip oranının yoğunlukla daha yavaş arttığını bulmuşlardır. Benzer şekilde spiral galaksilerin oranında da artan yoğunlukla birlikte azaldığını tespit etmişlerdir. Literatürde bu durum spirallerin S0'lara dönüşme olasılığı olarak verilmektedir (Dressler ve diğ., 1997). Aynı

zamanda Şekil 4.19'daki tüm kırmızıya kayma aralığı için verilen morfoloji–yoğunluk ilişkisine bakıldığında S0 galaksilerinin yoğunluk ile çok az değiştiği görülmektedir. Kümelerdeki S0 galaksilerinin oranının yerel yoğunluğa çok az bağımlılık gösterdiğini Dressler ve diğ., (1997) de söylemiştir.

214427 galaksi için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evriminde Şekil 4.20 ve Şekil 4.21'den görülebileceği gibi yüksek ve/veya orta yoğunluklu ortamlar için erken tip (E+S0) galaksilerinin oranı kırmızıya kayma değeri arttıkça ortalama olarak bir azalma eğilimi göstermektedir. Buna göre kozmik zamanda günümüze yaklaştıkça erken tip oranının geçmişe kıyasla arttığı görülmektedir. Bu sonuç, önceki çalışmalarla uyum içerisindedir (Capak ve diğ., 2007, Postman ve diğ., 2005, Smith ve diğ., 2005). Önceki çalışmalarda belirli kümeler incelendiğinden yoğun ortamlar için yüksek kırmızıya kaymalarda verilen galaksi sayıları daha yüksek değerlere ulaşmaktadır. Ancak bu çalışmadaki karşılaşılan maskeleme problemlerinden ötürü yoğun küme ortamları tam olarak çözülemediğinden yoğun ortamlar için elde edilen galaksi sayısı nispeten daha düşük olmuştur.

Sersic indisine göre galaksileri şişkin bölgeleri ($2.5 \leq n$) ya da disk bölgeleri baskın ($n < 2.5$) olanların sayılarına göre z-dağılımları Şekil 4.5 ve Şekil 4.8'de gösterilmiştir. Bu şekillerden $z \sim 0.25$'e kadar olan eliptik galaksi sayısının oldukça düşük olduğu görülmektedir. Bu durumda morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimini gösteren grafiklerde kırmızıya kayma $z \sim 0.25$'den küçük değerleri için erken tip oranının beklenenden küçük olmasına neden olmuştur. Bu yüzden $0 < z < 0.35$ aralığında düşük yoğunluklu ortamlarda erken tip oranında bir artış varmış gibi görülmektedir (Şekil 4.20, Şekil 4.21).

Bu çalışmada düşük yoğunluklu ortamlar için elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisinin pek evrim göstermediği bulunmuştur (Şekil 4.20, Şekil 4.21). Özellikle düşük yoğunluklarda $z \sim 0.35$'den sonra erken tip oranında pek bir değişim olmadığı görülmüştür. Capak ve diğ., (2007)'de elde edilen morfoloji–yoğunluk ilişkisinin evrimi (Şekil 2.19) ve bu çalışmada elde edilen sonuçlar (Şekil 4.21) karşılaştırıldığında düşük yoğunluklu ortamlar için ($Ng < 56$) $z \sim 0.35$'den sonra benzer bir eğilim yakalandığı görülmektedir. Capak ve diğ., 2007'de düşük yoğunluklu ortamlarda $z > 0.4$ olan

kırmızıya kaymalarda evrim bulunamamıştır. Düşük yoğunluklu ortam için elde edilen bu sonuç aynı zamanda Smith ve diğ., (2005) ile uyumludur.

Bu çalışma, çok sayıda galaksi içeren büyük bir örneklem üzerinden yapılmış istatistiksel bir çalışmadır. Bu yüzden elde edilen sonuçların güvenilirliği yüksektir. Çalışma süresince milyon mertebesinde galaksi incelenmiştir. Literatürdeki çalışmalarda genellikle tek tek galaksi kümeleri ya da seçilmiş özel bölgeler araştırılırken, bu çalışma 72 derece karelik geniş bir alana yayılmış ve büyük bir kırmızıya kayma aralığındaki galaksileri içermektedir.

CFHTLS W1 bölgesi verileri morfolojik sınıflama ve evrimi açısından ilk defa bu tez çalışmasında incelenmiştir. Bu inceleme sırasında CFHTLS W1 bölgesi verilerinin sınırları da görülmüştür. İlk defa çalışılan veriler olduğundan verilerin analizlerinde bazı zorluklarla karşılaşılmıştır.

Gelişmiş bilgisayar algoritmaları kullanılarak bu çalışma için özgün bir bilgisayar programı geliştirilmiştir. Bu kadar çok sayıda cismin analizi için en optimum ve en otomatik yol elde edilmeye çalışılmıştır.

Bu çalışmada galaksi morfolojilerini belirlemek için GALFIT programı kullanılmıştır. Program aynı anda çok sayıda fonksiyon kullanarak birden fazla galaksiyi eş zamanlı olarak çözümleyebilme özelliğine sahipken bu çalışmadaki galaksi sayısının fazla olmasından dolayı GALFIT'in bu özelliği kullanılmamıştır. Tez sonrasında yapılması öngörülen ileriki çalışmalarda tezde oluşturulan özgün algoritmanın GALFIT'in bu özelliğine göre geliştirilmesi düşünülmektedir.

Galaksi görüntülerinin analizinde geliştirilen maskeleme yöntemi, birbirine çok yakın galaksilerin çözülmesi için uygun olmamıştır. Galaksi kümeleri çok yoğun ortamlar olduklarından bir çok galaksinin birarada bulunduğu zengin küme görüntülerinde bu maskeleme yöntemi sonuç vermemiştir ve dolayısıyla çözümlenen küme galaksilerinin sayısı azalmıştır. Büyük kırmızıya kaymalarda daha zengin kümeler gözlenmektedir (Scott etkisi). Bu yüzden galaksi kümelerinde (yoğun ortamlarda) çözümlenen galaksi sayısının az olması büyük kırmızıya kayma değerlerinde az galaksi ile çalışılmasına neden olmuştur.

CFHTLS gökyüzü taramasının W1 bölgesi verileri kullanılarak 5 bantta analizleri yapılmıştır. Tüm bantların bir galaksi için ortak bir çözümü temsil edip edemeyeceğini araştırmak üzere galaksilerin 5 banttan elde edilen Sersic indisleri birbirleriyle karşılaştırılmıştır. Ancak bir uyum bulunamamıştır. LePHARE tipleri ile en iyi uyumu veren bant "r" bandı olmuştur. Böyle bir çalışma için en az üç bant g,r,i verilerinin değerlendirilmesi gerektiği sonucuna varılmıştır. Güncel çalışmalarda yakın kırmızı öte bantlarının da kullanılması önerilmektedir. Tez sonrasında yapılması öngörülen ileriki çalışmalarda çoklu bant çözümlerinin geliştirilmesi hedeflerimiz arasındadır.

Bu tez çalışması sayesinde hem büyük örnekleme ait verinin hem de karmaşık yöntemin kısıtlamalarının iyi belirlenmiş olması bu alanda yapılacak olan ileriki çalışmalara ışık tutacaktır.

Tez çalışmasında geliştirilen algoritma ve yazılan program poster bildiri (Adı: An Automatic Pipeline for Multi-Band Morphological Properties of Galaxies) olarak 24-28 Haziran 2013 tarihlerinde "The Origin of the Hubble Sequence Conference" IAP, Paris, Fransa'da sunulmuştur (Bkz EK – 1).

Kozmik ölçeklerde evrendeki galaksilerin evrimi ülkemizde çok çalışılan bir konu değildir. Bu tez çalışması sayesinde, galaksilerin incelenmesinde kullanılan yöntem ve analizlerin öğrenilmesi, geliştirilmesi ve uygulanması açısından ülkemiz astronomisi adına da önemli bir bilgi birikimi ve deneyim kazanılmıştır.

KAYNAKLAR

Andreon, S., 1998, Is There a Deficit of S0 Galaxies at Intermediate Redshift?, *The astrophysical journal*, 501, 533.

Arnouts ve diğ., 2002, Measuring the redshift evolution of clustering: the Hubble Deep Field South, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 329, 355-366

Bailard, A. ve diğ., 2011, The EFIGI catalogue of 4458 nearby galaxies with detailed morphology, *Astronomy & Astrophysics,* 532, A74

Baldry, I. Balogh, M., L. ve diğ., 2004, Color bimodality: Implications for galaxy evolution, *AIP Conference Proc*ceding. 743, 106-119

Bamford, S.P., Nichol, R.C., ve diğ., 2009, Galaxy Zoo: the dependence of morphology and colour on environment, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 393, 1324.

Barden, M. ve diğ., 2012, GALAPAGOS: from pixels to parameters, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 422, 449-468

Barway, S., ve Wadadekar, Y. ve diğ. 2009, Near-infrared bulge-disc correlations of lenticular galaxies, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 394, 1991

Benson, A. J., Frenk, C. S. ve diğ., 2001, "The clustering evolution of the galaxy distribution", *Monthly notices of the royal astronomical society*, 327, 1041.

Binney, J., Merrifield, M., 1998, Galactic Astronomy, *Princeton University Press*, Princeton.

Bower, R., Lucey, J., ve diğ., 1992, Precision Photometry of Early Type Galaxies in the Coma and Virgo Clusters - a Test of the Universality of the Colour / Magnitude Relation - Part Two – Analysis, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 254, 601.

Burstein, D., 1979, Structure and origin of S0 galaxies. I - Surface photometry of S0 galaxies, *The astrophysical journal supplement series*, 41, 435.

Buta, R., 2011, "Galaxy Morphology", Planets, Stars, and Stellar Systems, Vol. 6, ebaş edt: T. D. Oswalt, vol edt: W. C. Keel, Springer Reference, 2013, *arXiv:1102.0550 [astro-ph.CO]*.

Butcher, H., Oemler, A.Jr., 1978, The evolution of galaxies in clusters. I - ISIT photometry of C1 0024+1654 and 3C 295, *The astrophysical journal*, 219, 18.

Butcher, H., Oemler, A., 1978, The evolution of galaxies in clusters, II., *The astronomical journal*, 226,565

Capak., P., Abraham, R.G., ve diğ., 2007, The Effects Of Environment On Morphological Evolution At $0 < Z < 1.2$ In The COSMOS Survey, *The astrophysical journal supplement series*, 172. 284.

Combes, F., 2004, Galaxy Formation and Baryonic Dark Matter, IAU Symposium no. 220, Eds: S. D. Ryder, D. J. Pisano, M. A. Walker, K. C. Freeman. San Francisco: *Astronomical society of the pacific*., 219.

Couch, W.J, Sharples, R.M., 1987, A spectroscopic study of three rich galaxy clusters at Z = 0.31, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 229, 423.

De Souza, R. E.; Gadotti, D. A., ve diğ., 2004, BUDDA: A New Two-dimensional Bulge/Disk Decomposition Code for Detailed Structural Analysis of Galaxies, *The astrophysical journal supplement series*, Volume 153, Issue 2, pp. 411-427

De Vaucouleurs, G. 1959, Handbuch der Physik, 53, 275

Dressler A., 1980A, Galaxy morphology in rich cluster: Implications for the formations and evolutions of galaxies, *The astrophysical journal*, 236,351

Dressler, A., THOMPSON, I. B., ve diğ., 1985, Statistics of emission-line galaxies in rich clusters, *The astrophysical journal*, 288, 481.

Dressler A., 1997, Evoultion since z=0.5 of the morphology-density relation for clusters of galaxies, *The astronomical journal*, 490,577

Fasano, G. ve diğ., ,2012, Morphology of galaxies in the WINGS clusters, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 420, 926–948

Felmeier, J. Mihos, C. ve diğ., 2003, Observing the formation of cD envelopes and intracluster light, *NOAO Proposal ID #2003A-0053*.

Gillessen ve diğ., 2009, Monitoring stellar orbits around the massive black hole in the galactic center, *The astrophysical journal*, 692, 1075-1109

Giovanelli, R., Haynes, M.P., 1985, Gas deficiency in cluster galaxies - A comparison of nine clusters, *The astrophysical journal*, 292, 404.

Goto, T., Yamauchi, C., ve diğ., 2003, The morphology-density relation in the Sloan Digital Sky Survey, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 346, 601

Goto, T. ve diğ., 2004, Evolution of the clour-radius and morphology-radius relations in

SDSS galaxy clusters, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 348,515

Griffith, R. L. ve diğ., 2012, The advanced camera for surveys general catalog: Structural parameters for approximately half a million galaxies, *The astrophysical journal supplement*, 200, 9

Hatziminaoglou, E.; Cassata, P. ve diğ., 2005, Morphological studies of the Spitzer Wide-Area Infrared Extragalactic survey galaxy population in the UGC 10214 Hubble Space Telescope/Advanced Camera for Surveys field, *Monthly notices of the royal astronomical society* 364, 47 - 58

Hausman, M.A., Ostriker, J.P.,1978, Galactic cannibalism. III - The morphological evolution of galaxies and clusters, *The astrophysical journal*, 224, 320.

Haussler, B. ve diğ., 2007, GEMS: Galaxy fitting catalogs and testing parametric galaxy fitting codes: GALFIT and GIM2D, *The astrophysical journal supplement*, 172, 615-633

Haynes, M. P., Giovanelli, R. ve diğ., 1984, The Influence of Envirionment on the H I Content of Galaxies, *Annual review of astronomy and astrophysics*, 22, 445.

Heavens, A., Panter, B., ve diğ., 2004, "The star-formation history of the Universe from the stellar populations of nearby galaxies", *Nature*, 428, 625.

Hiemer, A. ve diğ., 2014, GALAPAGOS-C: analysis of galaxy morphologies using high-performance computing methods, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 444, 3089-3117

Hubble E.,P., 1936, Realm of the Nebulae, *New Haven: Yale University press*, ISBN 9780300025002

Huertas - Company, M., ve diğ. 2008, A robust morphological classification of high-redshift galaxies using support vector machines on seeing limited images, *Astronomy & Astrophysics*, 478, 971-980

Ilbert ve diğ., 2006, Accurate photometric redshifts for the CFHT legacy survey calibrated using the VIMOS VLT deep survey, *Astronomy & Astrophysics*, 457, 841-856

Impey C., 2012, *Astropedia Textbook: Universe Unrevealed*, http://www.teachastronomy.com/textbook

Kauffmann, G., 1995, "The observed properties of high-redshift cluster galaxies", *Monthly notices of the royal astronomical society*, 274, 161.

Keel, B., 2012, *Galaxies and the Universe: WWW Course Notes*, http://www.astr.ua.edu/keel/galaxies/index.html

Kelvin, L. S. ve diğ., 2012, Galaxy and Mass Assembly (GAMA): Structural investigation of galaxies via model analysis, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 421, 1007-1039

Kormendy, J., Ve Bender R., 1996, A proposed revision of the Hubble Sequence for elliptical galaxies, *The astronomical journal*, 464, 119-122

Kormendy, J., Kennicutt, R. C., Jr., 2004, Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies, *Annual review of astronomy & astrophysics*, 42, 603.

La Barbera, F.; De Carvalho, R., R., ve diğ., 2008, 2DPHOT: A Multi-Purpose Environment for the Two-Dimensional Analysis of Wide-Field Images, *The Publications of the Astronomical society of the pacific*, Volume 120, issue 868, pp.681-702

Lackner, C. N., Gunn, J. E., 2012, Astrophysically motivated bulge–disc decompositions of Sloan Digital Sky Survey galaxies, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 421, 2277-2302

Lavery R.J., Henry, J.P., 1988, Evidence for galaxy-galaxy interactions as an active agent of the 'Butcher-Oemler' effect at a redshift of 0.2, *The astrophysical journal*, 330, 596.

Lintott, C., ve diğ., 2008, Galaxy Zoo: Morphologies derived from visual inspection of galaxies from the Sloan Digital Sky Survey, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 389, 1179-1189

Lahav, O. Ve diğ., 1996, Neural computation as a tool for galaxy classification: methods and examples, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 283, 207 - 221

Merritt, D., 1985, Relaxation and tidal stripping in rich clusters of galaxies. III - Growth of a massive central galaxy, *The astrophysical journal*, 289, 18.

Mendez-Abreu, J.; Aguerri, J. A. L., ve diğ., 2008, Structural properties of disk galaxies. I. The intrinsic equatorial ellipticity of bulges, *Astronomy & Astrophysics*, Volume 478, Issue 2, February I 2008, pp.353-369

Mullan, B., Haisch, B., 2008. "Galaxies: Morphology-Density Relation." In: *Encyclopedia of the Cosmos. Eds. Bernard Haisch and Joakim F. Lindblom* (Redwood City, CA: Digital Universe Foundation)

Moore, B., Katz, N. ve diğ., 1996, Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies, *Nature*, 379, 613.

Moore, B., 2003, Evolutionary processes in clusters, *Carnegie Observatories Astrophysics Series*, Vol. 3:Clusters of Galaxies: Probes of Cosmological Structure and Galaxy Evolution, ed.: J. S. Mulchaey, A. Dressler, A. Oemler, Cambridge Univ. Press, Cambridge, arXiv:astro-ph/0306596v1.

Mullan, B., 2009, Galaxies: Morphology-Density Relation, http://www.cosmosportal.org/view/article/135610

Nuijten, J. H. M. ve diğ., 2005, The Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey: The morphology-density relation of galaxies out to z~1, *The astronomical journal*, 626, 77-80

Oemler, A. Jr., Dressler, A. ve diğ., 1997, The Morphology of Distant Cluster Galaxies. II. HST Observations of Four Rich Clusters at z ~= 0.4, *The astrophysical journal*, 474, 561

Oohama, N. ve diğ., 2009, Properties of disks and bulges of spiral and lenticular galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *The astronomical journal*, 705, 245-254

Peebles, P., J., E., 1970, Structure of the Coma Clusters of Galaxies, *The astronomical journal*,75,13

Peng, Y.,2003, *GALFIT user's manual* for GALFIT version 3.0.4

Peng, C., Y., ve diğ., 2002, Detailed Decomposition of Galaxy Images, 2002, *The astronomical journal*, 124, 266 - 293

Peng, C., Y., ve diğ., 2010, Detailed Decomposition of Galaxy Images. II. Beyond Axisymmetric Models, *The astronomical journal*, 139, 2097-2129

Pignatelli, E.; Fasano, G.; ve diğ., 2006, GASPHOT: a tool for Galaxy Automatic Surface PHOTometry, *Astronomy & Astrophysics*, Volume 446, Issue 1 pp.373-388

Postman, M., Franx, M. ve diğ., 2005, The Morphology-Density Relation in z ~ 1 Clusters, *The astrophysical journal*, 623, 721-741.

Quilis, V., Moore, B., ve diğ., 2000, Gone with the Wind: The Origin of S0 Galaxies in Clusters*, Science*, 288, 1617.

Rakos, K.D., Schombert, J.M., 1995, Color evolution from Z = 0 to Z = 1, *The astrophysical journal*, 439, 47.

Rood, H. J., Sastry, G. N., 1971, "Tuning Fork" Classification of Rich Clusters of Galaxies, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 83, 313.

Rubin, V. C., Ford, W. K., 1980, Rotational properties of 21 SC galaxies with a large range of luminosities and radii, from NGC 4605 /R = 4kpc/ to UGC 2885 /R = 122 kpc/, *The astrophysical journal*, 238, 471R

Rubin,V.C., Ford, W.K.Jr., ve diğ., 1988, Rotation curves for spiral galaxies in clusters. I - Data, global properties, and a comparison with field galaxies, *The astrophysical journal*, 333, 522.

Tasca, L. A. M., White, S D M., 2011, Quantitative morphology of galaxies from the SDSS: I. Luminosity in bulges and discs, *Astronomy & Astrophysics*, 530, 106

Sandage, A. 1961, Hubble Atlas of Galaxies, *Washington: Carnegie Institution*

Sarazın, C. L.; Oconnell, R. W., 1983, Accretion-driven star formation in central dominant galaxies in X-ray clusters, *The astrophysical journal*, 268, 552.

Scarlata, C., Ve Diğ., 2007, Cosmos morphological classification with the Zurich estimator of structural types (zest) and the evolution since z = 1 of the luminosity function of early, disk, and irregular galaxies, *The astrophysical journal supplement series*, 172, 406-433

Schade, D., Barrientos, L.F., ve diğ., 1997, Evolution of Cluster Ellipticals at $0.2 < z < 1.2$ from Hubble Space Telescope Imaging, *The astrophysical journal*, 477, L17.

Schade, D., Lilly, S.J., ve diğ., 1999, Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. III. Field Elliptical Galaxies at $0.2<z<1.0$, *The astrophysical journal*, 525, 31.

Schneider, P., 2006, Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction, *Springer Yayınevi*, Berlin.

Schneider, D.P., Dressler, A., ve diğ., 1989, Three-color CCD photometry of the distant cluster of galaxies CL 0024 + 1654, *The astronomical journal* , 92, 523.

Sersic, J. L. 1968, Atlas de galaxias australes *(Cordoba, Argentina: Observatorio Astronomico)*

Simard, L.; Pritchet, C., J., 1998, Internal Kinematics of Field Galaxies at Intermediate Redshifts, *The astrophysical journal*, Volume 505, Issue 1, pp. 96-110

Smail, I., Dressler, A.,ve diğ., 1997, A Catalog of Morphological Types in 10 Distant Rich Clusters of Galaxies*, The astrophysical journal supplement series*, 110, 213.

Smith, G. P., Treu, T., ve diğ., 2005, Evolution since z = 1 of the Morphology-Density Relation for Galaxies, *The astrophysical journal*, 620, 78.

Solanes, J.M., Salvador-Sole, E., 1992, Reproducing the local and global morphological segregation between S and S0 galaxies in rich clusters by simple ram-pressure stripping, *The astrophysical journal*, 395, 91.

Sparke, L.S., Gallagher, J.S., 2007, "Galaksies in the Universe: An Introduction, *Cambridge University Press*, New York.

Stark A.A., Knapp, G.R. ve diğ., 1986, Molecules in galaxies. III - The Virgo cluster, *The astrophysical journal*, 310, 660.

Treu, T., Ellis, R. S., ve diğ., 2003, A Wide-Field Hubble Space Telescope Study of the Cluster Cl 0024+16 at z = 0.4. I. Morphological Distributions to 5 Mpc Radius, *The astrophysical journal*, 591, 53.

Wadadekar, Y., 2012, The 11th Asian-Pacific Regional IAU Meeting 2011, NARIT Conference Series, Vol. 1, edt: S. Komonjinda, Y. Kovalev, D. Ruffolo. *arXiv:1201.2252 [astro-ph.CO]*.

Whtimore, B.C., 1990, The Effect of the Cluster Environment on Galaxies, Proceedings of the Clusters of Galaxies Meeting, Baltimore, May 15-17, 1989. Edited by W. R. Oegerle, J. Fitchett, L. Danly. *Space Telescope Science Institute Symposium Series,* Cambridge University Press, p.139, Cambridge.

Van Der Wel, A., 2008, The morphology-density relation: a constant of nature, Proceedings of IAU, *Formation and Evolution of Galactic Bulges IAU Symposium No. 245*, 16-20 Temmuz 2007, editörler M. Bureau, E. Athanassoula, B. Barbuy, Cambridge University Press, sf. 59-62.

Van Dokkum, P. G., Franx, M., ve dğ., 1999, A High Merger Fraction in the Rich Cluster MS 1054-03 at Z = 0.83: Direct Evidence for Hierarchical Formation of Massive Galaxies, *The astrophysical journal*, 520, L95.

Van Dokkum, P. G., Franx, M. ve diğ., 2000, Hubble Space Telescope Photometry and Keck Spectroscopy of the Rich Cluster MS 1054-03: Morphologies, Butcher-Oemler Effect, and the Color-Magnitude Relation at Z = 0.83, *The astrophysical journal*, 541, 95.

Vikram, V., Wadadekar, Y. ve diğ., 2010, Quantitative measure of evolution of bright cluster galaxies at moderate redshifts, *Monthly notices of the royal astronomical society*: Letters, 401, L39.

Yoon, I., Weinberg, M. D., ve diğ., 2011, New insights into galaxy structure from GALPHAT- I. Motivation, methodology and benchmarks for Sérsic models, *Monthly notices of the royal astronomical society*, Volume 414, Issue 2, pp. 1625-1655

EKLER

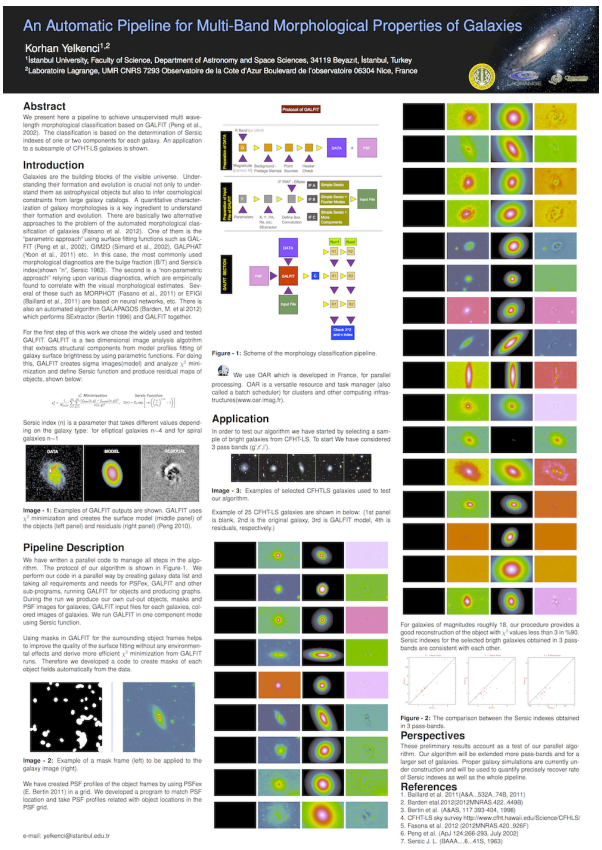
EK – 1

"The Origin of the Hubble Sequence Conference" IAP, Paris, Fransa 24-28 Haziran 2013

http://www.iap.fr/col2013/index.html

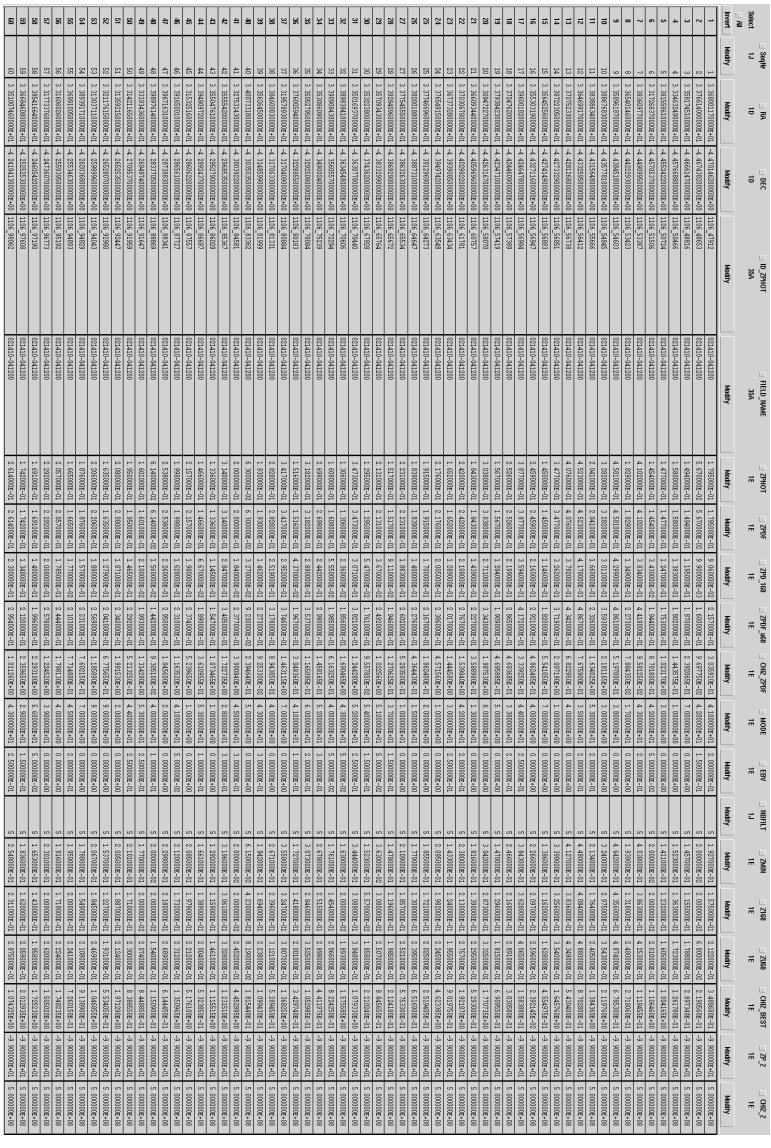


Poster : "An automatic Pipeline for Multi-Band Morphological Properties of Galaxies"



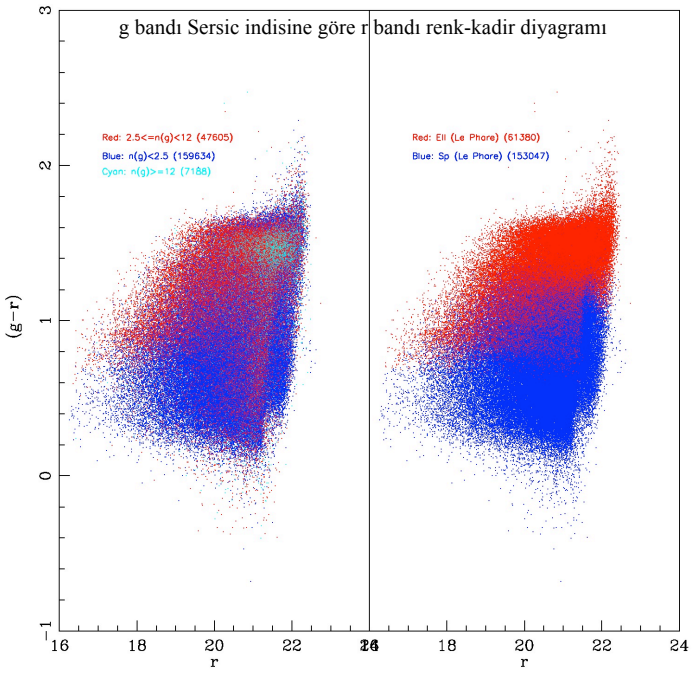
EK – 2

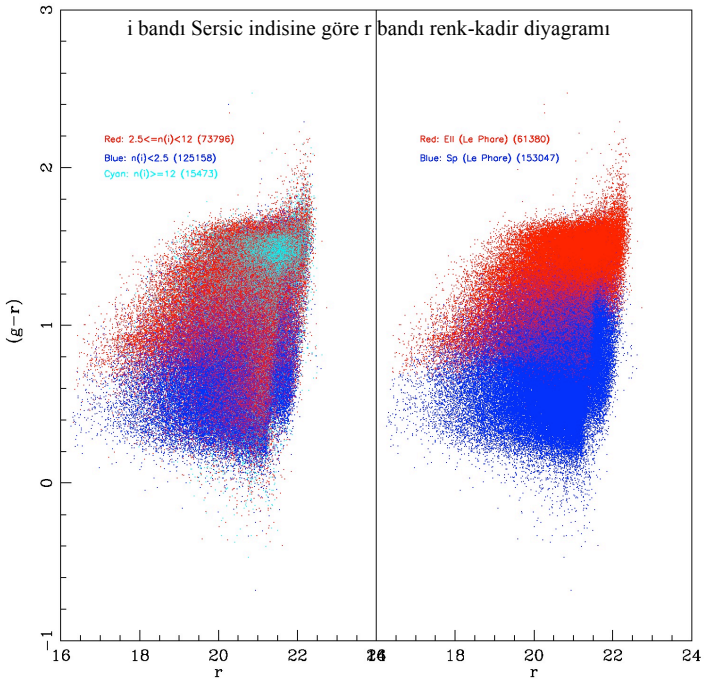
FITS tabloları FV[26] programı ile görüntülenmiştir.



[26] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/ftools/fv/

EK – 3


g bandı Sersic indisine göre r bandı renk-kadir diyagramı
Red: 2.5<=n(g)<12 (47605)
Blue: n(g)<2.5 (159634)
Cyan: n(g)>=12 (7188)
Red: Ell (Le Phare) (61380)
Blue: Sp (Le Phare) (153047)
(g−r)
r


i bandı Sersic indisine göre r bandı renk-kadir diyagramı
Red: 2.5<=n(i)<12 (73796)
Blue: n(i)<2.5 (125158)
Cyan: n(i)>=12 (15473)
Red: Ell (Le Phare) (61380)
Blue: Sp (Le Phare) (153047)
(g−r)
r

ÖZGEÇMİŞ



I – Kişisel Bilgiler:

Adı Soyadı	Fuat Korhan YELKENCİ
Uyruğu	TC
Doğum tarihi, Yeri	1983, Zonguldak
Telefon	0 212 440 00 00 / 10540
E-mail	yelkenci@istanbul.edu.tr

II – Eğitim:

Derece	**Kurum/Anabilim Dalı/Programı**	**Yılı**
Doktora	İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü / Astronomi ve Uzay Bilimleri / Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı	2015
Yüksek Lisans	İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü / Astronomi ve Uzay Bilimleri / Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı	2009
Lisans	Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi / Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü	2006
Lise	Gazi Anadolu Lisesi - Ankara	2001