

OB TÜRÜ ÇİFT SİSTEMLERİN KÜTLE ORANI DAĞILIMI

Özdemir S.¹, Huseynov O.H.², Demircan O.¹, Allahverdiev A.O.^{2,3}

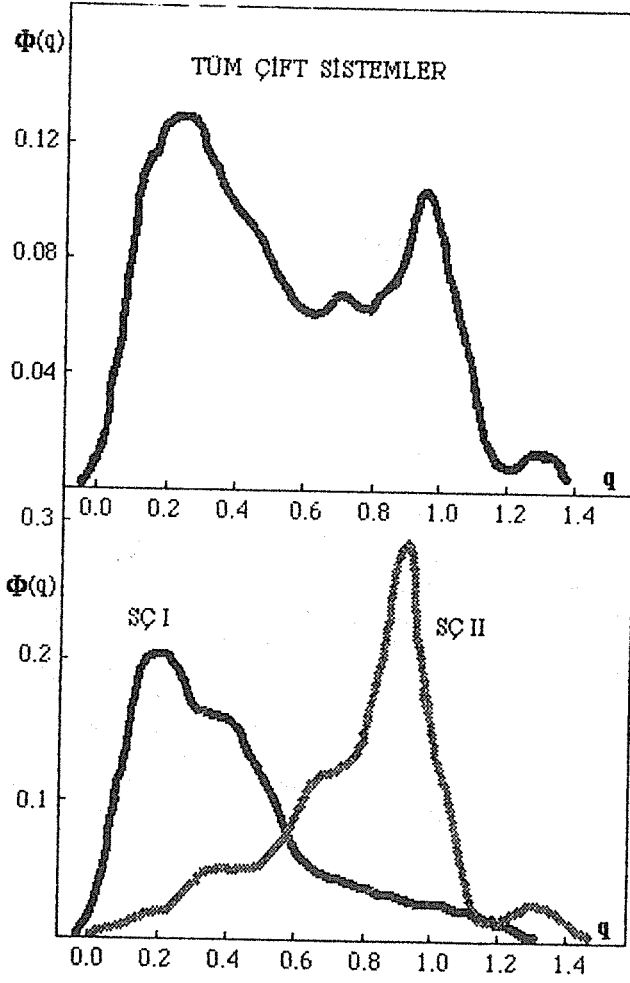
1. Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan Ankara, TÜRKİYE
2. Ortadoğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara, TÜRKİYE
3. Fizik Enstitüsü, Bilimler Akademisi, AZERBAJCAN

ÖZET: Çift yıldızların kütle dağılım fonksiyonu bir civarında maksimum yapmaktadır. Bunun nedeni kütle oranı küçük olan çift yıldızların gözlenme zorluğundan kaynaklanan seçim etkisi olabilir. Ancak SN istatistikleri, kaçan yıldız istatistikleri ve X-ışın çift yıldız istatistikleri, büyük kütleli yıldızların yine büyük kütleli yıldızlarla çift yıldız oluştuğunu göstermiştir.

1. GİRİŞ

Tek ve çift çizgili spektroskopik çiftlerin kütle oranı (q) dağılımı birbirinden tamamen farklı çıkmaktadır. Tek çizgili spektroskopik çiftler $q \approx 0.2-0.3$ civarında bir pik verirken çift çizgili spektroskopik çiftler $q \approx 1$ civarında pik vermektedir (bkz. Şekil.1). Bu ise, çift yıldızların q dağılımının çift pikli bir yapı sergilemesine neden olur (Trimble 1974, Kraicheva vd 1979, Staniucha 1979, Hogeveen 1992). Bu çift pikli dağılım seçim etkileri ile açıklanabilmektedir (örn. Halbwachs 1987). Diğer taraftan gerçek q dağılımı seçim etkisi içermeyen verilerle incelenebilir (Eggleton, Fitchet, Tout 1989, Duguennoy, Mayor 1991, Garmany vd 1980). Uygulamada ise spektroskopik çiftler için seçim etkileri karmaşıktır ve yalnız gözlenebilen radyal hızdaki kısıtlamalara bağlı olmayıp aynı zamanda aranma ve bulunma olasılığına da bağlıdır. Gözlemsel hatalar arındırdıktan sonra çift çizgili spektroskopik çiftler için Lucy ve Ricco (1979) $q=0.97$ 'de dar bir pik elde etti. Bu pikin ne seçim etkisiyle ne de evrimle açıklanamayacağını belirttiler. Hatalardan iyice arındırılan spektroskopik çiftler ve görsel çiftlerin q dağılımları da $q \sim 0.8-0.9$ arasında benzer pikler vermektedir (örn. Hogeveen 1992). Diğer yandan Garmany vd (1980) $m_V=7^m$ 'den daha parlak evrimleşmemiş O türü çiftlerin $q < 0.3$ olan kütle oranları göstermediklerini belirtmiştir. Tüm bu çalışmalar, kütle oranı 1'e yakın olan çift yıldızların çoğunlukta olduğunu göstermektedir.

Bu çalışmada büyük kütleli OB-yıldızlarının diğer büyük kütleli yıldızlarla bir araya gelerek büyük kütleli çiftleri oluşumuna meyilli oldukları gösterilecektir.

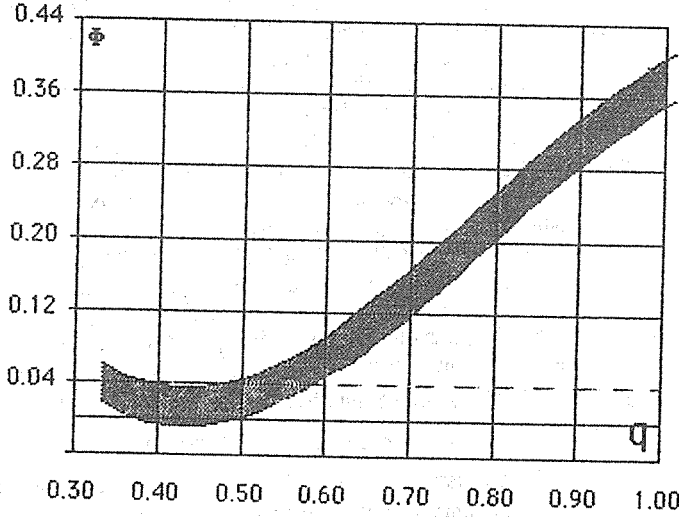


Şekil 1. Tek ve çift çizgili spektroskopik çift sistemler için kütle oranının dağılımı görülmektedir (Staniucha 1979).

2. VERİLER VE KÜTLE ORANI DAĞILIMI

Bir ayrıntılı çift sistemde orijinal kütle oranı q 'nin, bileşenlerden biri evrimleşerek altıdev olmadan önce değişebileceğini bekleyemeyiz. Daha hızlı evrimleşen büyük kütleli bileşen (M_1) Roche lobunu doldurmadan hemen önceki evredeyken kütle oranı $q = M_2/M_1$ yıldız rüzgânıyla önce 1'e yaklaşır ve Roche lobunu aştıktan sonra da tıpkı algol türü çiftlerde olduğu gibi 3-5'e ($q' = M_1/M_2 \approx 0.3-0.2$) çıkmalıdır. Böyle bir evrim etkisinden etkilenmeyerek hatalı sonuca götürmeyecek OB türü çift sistemleri seçmek için üç ayrı kaynak taraması yapılarak çift çizgili OB türü ayrıntılı sistemler belirlendi. Bu kaynaklar: Batten vd 1969, Harmanec 1988, Andersen 1991'dir. Yörünge dönemlerine ve bileşen yıldızlarının yanıp sönmeye bakılarak mümkün algol türü sistemler elimine edilmiştir. Değerli çift sistemler ile zayıf(d) veya çok zayıf(e) spektroskopik elemanları olan çiftler veri setinden çıkarılmıştır. Kütle oranı dağılımının evrimsel etkilerden etkilenmediği düşünülerek tek çizgili spektroskopik çiftler hariç tutulmuştur. Ancak bazı evrimleşmiş çift çizgili ayrıntılı çiftler: θ Aql (B9 III + B9 III), CC Cas (O9 IV + O9 IV), ϵ Lup (B3 IV + B3 V), 96 Her (B3 IV + B3 IV), V453 Cyg (B0.5 IV + B0.5 IV), Y Cyg (B0 IV + B0 V), 2 Lac (B6 IV + B6 V), NY Cep (B0 IV + B0 IV) hariç tutulmamıştır. Çünkü bunların bileşenleri Roche lobunu doldurma durumundan oldukça uzaktır. Böylelikle elde edilen örnek sayısı 74 olmuştur. Bu örneklerin smooth edilmiş kütle oranı dağılımı Şekil.2.'de görülmektedir. Bu dağılım farklı araştırmaları için

çizilmiş ve düzleştirilmiş ortalama dağılım Şekil.1'de sunulmuştur. y eksenindeki Φ fonksiyonu, birim q aralığındaki sistem sayısının toplam sayıya bölünmesiyle elde edilen normalize değerlerden oluşmuştur. Bileşenlerinin her ikisi de anakolda olan 52 adet sistem seçilerek oluşturulan alt örneklerden de oluşturulan q dağılımı Şekil.2'deki gibidir. Böylelikle evrim etkilerinden arındırılmış OB türü anakol sistemlerinin q dağılımı oluşturulmuştur.



Şekil.2. Çift çizgili OB türü anakol sistemlerinin kütle oranı dağılımı.

Çift çizgili aykır OB sistemlerinin ve seçilen alt örneğin q dağılımı $q \approx 1.0$ civarında bir pik oluşturmakta, $q \approx 0.45$ civarında da minimuma inmektedir. Sonra küçük q değerlerine doğru tekrar artmaya başlamaktadır. Tek çizgili çiftlerin hariç tutulması elbette gerçek kütle oranı dağılımını etkileyecektir. Çift çizgili aykır çift yıldızların bulunma ihtimali, anakoldaki bileşen yıldızın sönmüştüğüyle birlikte düşmektedir. Şekil.2'de görülen küçük q değerlerine doğru olan artış, çok zayıf ikincil bileşenli tek çizgili sistemlerin de çift çizgili sistem olarak algılanmasından kaynaklanabilir. Şekil.2'deki q ~ 1'deki pik gerçektir. Lucy ve Riccio (1979)'nun da belirttiği gibi aykır çift çizgili OB türü sistemlerin kütle oranı dağılımında görülen $q \approx 1.0$ civarındaki pik, seçim etkisiyle açıklanamaz. Bu sonuç üç ayrı alandan alınan bazı yeni sonuçlarla desteklenmektedir.

3. SN İSTATİSTİK SONUÇLARI

Gözlemsel özelliklerine göre süpernova (SN)'lar iki ayrı türe ayrılırlar. SN I olarak bilinen tür, spektrumunda hidrojen göstermeyen, büyük kütleli bir beyaz cüce (WD) bileşene sahip yakın çift sistemlerden oluşmuştur. II. tür SN'lara ise büyük kütleli ($\geq 10-15 M_{\odot}$) tek veya çift yıldız bileşenlerinin evrimleri sonunda patlamalarıyla oluştuğuna inanılmaktadır. SN I türleri de kendi aralarında üç gruba ayrılırlar: SN Ia, b, c (Vanden Berg 1991, Tammann 1991). Ocak 1989 ile Nisan 1993 arasında 203 I. tür SN keşfedilmiştir. Bunlardan 83 tanesi SN Ia türü olup sadece 6 tanesi E türü galaksilerde görülmüştür. SN Ia, b, c'nin sayısı SN Ia'dan iki kat daha fazladır (Vanden Berg 1994). SN Ia, b, c'ler geç tür galaksilerde oluşurken SN Ia her tür galaksi de oluşmaktadır. SN Ia tüm galaksilerde oluşur fakat özellikle spiral ve düzensiz galaksilerde görülür. Bu ise orta kütlede yoldaşı olan WD bileşenli etkileşen çiftlerin SN Ia'ları oluşturacağını göstermektedir. Yüksek oranda yıldız oluşumunun sürdüğü geç tür galaksilerde görülen SN I sıklığı, kısa ömürlü (10^8 yıldan küçük) yıldızların evrimleri sonucunda bunların (SN I) oluşabileceğini göstermektedir (Oemler, Tisley 1979, Guseinov vd 1980). Geç tür galaksilerde görülen SN Ia'ların atalarının orta yaşta populasyonlardan olabileceğini Flippenko (1989) önermiştir. Birim mavi luminozite başına SN Ia oranının (soğurmayı da dikkate alırsak) Sb ve Sc galaksilerinde E-S0a galaksilerindekinden biraz daha fazla (veya ona benzer oranda) çıktığını Vanden Berg (1991) göstermiştir. Ayrıca SN Ia bulunma sıklığının Sc spirallerinde erken tür E-S0 galaksilerindekinden ~10 kez daha fazla olduğunu da göstermiştir. Böylece, SN Ia'ların çok küçük bir miktarda çok yaşlı yıldız

populasyonlarının içinde bulunmaktadır. 2'şer adet SN Ia patlamasının görüldüğü şu dört galaksi ilginçtir. Bunlardan iki tanesi SO peküliyer (NGC 1316 ve 4753) biri IO peküliyer (en yeni yıldız oluşumlarının izlendiği NGC 5253) ve bir Sc (gözlenen yalnız iki SN'dan her ikisini de Ia türü olduğu NGC 3913)'dir (Barton vd 1989).

E-S-Ir boyunca SN Ia oranının artışı, bu sıra boyunca (E-S-Ir) oralama zaman gecikmesinin azalacağını gösteriyor. Yani nisbeten daha genç çiftler, ağır WD bileşimli yaşlı (küçük kütleli) çiftlerden çok daha yüksek oranda SN Ia üretiliyor olabilir. Burada "zaman gecikmesi", çift yıldız bileşenlerinin aynı WD ve NS oluşturmaları arasındaki süredir. Bartonov vd (1992), Guseinov vd (1980)'den sonra, farklı Hubble türü spiral galaksilerdeki SN Ia ve diğer SN türleri (yani SN II türü ile SN I türü arasında) radyal dağılım yönünden önemli bir fark olmadığını göstermiştir. SN II ile SN Ia'ların dağılımlarındaki (gerçekte düşük ve büyük kütleli SN ataları) benzerlik, SN Ia'ların genç disk populasyonu ile ilgili olduğunu (yani ortalama zaman gecikmesi $\leq 10^9$ yıl) göstermektedir. SN II'nin SN I'e oranının sabit oluşu, zaman gecikmesinin SN I'lerde yaklaşık 10^8 yıl mertebesinde olduğunu gösteriyor (Allahverdiev vd 1987). Yüksek SN oluşumunun görüldüğü galaksilerde (örn. NGC 6946'da 6 SN, NGC 5236'da 6 SN ve NGC 4321'de 4 SN) her ki tür SN oluşum oranında ve konularında fark görülmemektedir. Ayrıca her iki tür SN patlamalarının konumu da bu galaksilerde aynı yerlere rastlamaktadır. Van Dyke (1992), geç tür (Sb'den daha geç) galaksilerde yıldız oluşum bölgelerinde rastlanan tüm SN'lar arasında SN Ia'ların daha az sıklıkta oluştuğunu bulmuştur. Tüm bu gerçekler, SN I'lerin büyük bir çoğunluğunun zaman gecikmesinin 10^8 yıl olduğunu göstermektedir. Bu yaş ise $M \geq 4M_{\odot}$ 'lik bir yıldıza uymaktadır. $M \sim 2M_{\odot}$ 'lik yıldızlar için yaşam süresi $\sim 10^9$ yıla ulaşabilir. Büyük kütleli WD barındıran çift sistemlerde WD'ların atalarının $\leq 10-15 M_{\odot}$ olduğunu hatırlarsak SN I türlerinin ataları olarak büyük kütleli çiftler için minimum kütle oranını $q_{\min} \sim 0.3$ olarak hesaplayabiliriz. SN I'lerde zaman gecikmesi süresinin sadece bir parametreye (atası olan çiftin kütle oranına) bağlı olduğunu dikkate alırsak $M=10-15M_{\odot}$ olan büyük kütleli çiftlerin sadece % 10-20'sinin kütle oranının 0.3'den küçük olduğunu tahmin edebiliriz. E türü galaksilerde görülen SN Ia'ların, yaşlı yıldız populasyonlarıyla ilişkili olduğu kesindir. Ancak bu tür galaksilerdeki SN Ia oranı düşüktür.

4. KAÇAN YILDIZLARA VE X-IŞIN ÇİFTLERİNE AİT İSTATİSTİKLER

Gies ve Bolton (1986), kaçan yıldızların % 10-25'ini O yıldızlarının, % ~2'sini B yıldızlarının, % ~0.1-0.2'sini de A yıldızlarının oluşturduğunu buldu. O yıldızlarının yüksek yoğunluğu, OB asosasyonlarında oluşan O türü sistemlerin kendilerinden daha hafif bileşenlerden oluşmadığını göstermektedir. Aksine, eğer O yıldızı içeren çiftlerin çoğunda düşük kütleli bir yıldız bulunsaydı çift-çift etkileşmesi sonucu (Leonard ve Duncan 1989) böyle bir hızla O yıldızının uzaya kaçmasını ve kaçan yıldızlar içindeki O yıldızlarının bu yüksek oranını açıklamak mümkün olmazdı. Clarke ve Pringle (1992) tarafından yapılan nümerik simülasyonlar O9 yıldızlarının ($\sim 20 M_{\odot}$) çoğunun B5'ten daha erken (yani $> 5 M_{\odot}$) yıldızlarla birleşerek çift sistemler oluşturduklarını göstermiştir. Bu ise ya O yıldızı oluşum bölgelerinde $5 M_{\odot}$ 'ten daha küçük kütleli yıldızların oluşmadığını ya da O yıldızları için çift oluşum sürecinin, tercihen kütle oranı 1 olacak şekilde sürdüğünü göstermektedir.

Düşük kütleli X-ışın çiftleri (LMXB), optik bileşenlerinin orjinal kütleleri olan $\sim 1M_{\odot}$ 'lik kütleyle uygun olan 10^{10} yıllık hayat süresine göre yaşlı disk ve galaktik merkez populasyonunda yer almaktadırlar. Büyük kütleli X-ışın çiftleri (HMXB) ise, optik bileşenlerinin $5-8 M_{\odot}$ 'lik kütlelerine uygun olarak 10^8 yıl (veya daha küçük) civarında yaşam süresine sahiptirler. Dahası, bu sistemlerin nötron yıldızı bileşenlerinin ataları $10 M_{\odot}$ 'ten daha büyük yıldızlardan oluşmaktadır. Bazı karadelik adaylarını (123 adet bilinen X-ışın çift sisteminden çıkarılan sonuç; Van Paradijs 1993) ve bunların atalarının $20-30 M_{\odot}$ 'lik yıldızlar olduğunu dikkate alırsak, LMXB sistemleri için çok düşük "initial" kütle oranı (0.03'e kadar, fakat ortalama ~ 0.05) bulabilirken, HMXB sistemleri için de yüksek "initial" kütle oranı (1.0'e kadar ulaşan fakat ortalama 1'den biraz daha düşük) buluruz.

Diğer yandan HMXB'lerin doğum oranının LMXB'lerinkinden kabaca ~ 1000 kat daha fazla olduğu hesaplanmıştır (Van Paradijs 1993). Böyle bir sonuç düşük kütle oranlı OB türü

çiftlerin miktarının, büyük kütle oranlı OB türü çiftlerin miktarından ~ 1000 kat az olması gerektiğini gösteriyor. Bununla beraber düşük kütle oranlı çiftlerin büyük kütleli bileşenin evrimleşerek SN patlaması oluşturmaması sonucu sistemin dağılım ihtimalinin yüksek olduğu bilinmektedir. Yukarıda çıkarılan istatistik, bu prosesten etkilenmiştir, çünkü dağılan böyle sistemler LMXB'leri oluşturamayacaktır. Bu etki, düşük q sistemlerinde dağılım oranıyla orantılı olur. Bu etkinin, istatistiği tersine çevirecek kadar büyük olup olmadığını bilmiyoruz. Eğer düşük q sistemlerinde dağılım oranı küçük (örn. % 50'den az) ise, OB türü çiftler arasında büyük kütle oranlı sistemlerin oluşma ihtimali daha fazla olur. HMXB'lere ait yukarıdaki istatistik, OB türü çiftlerin ilk (initial) kütle oranı dağılımının $q < 1.0$ 'dan biraz kaymış bir maksimum verdiğini gösteriyor.

5. SONUÇ

Farklı alanlardan oluşturulan tamamıyla farklı veri setleri yardımıyla büyük kütle oranlı çift sistemlerin fazlalığı gösterilmiştir. Kısa zaman gecikmesi sonucunda ikincil bileşenin evrimleşerek yoldaş yıldızla kütle transferi başlatmasıyla oluşan SN I'lerin yüksek sayısı da, bu tür sistemlerde ikincil bileşenlerin büyük kütleli olması gerektiğini göstermektedir. Diğer yandan, büyük kütleli kaçan yıldızların yüksek sayısı, bileşenlerinin de büyük kütleli olmasını gerektirmektedir. HMXB'lerin LMXB'lere oranında görülen yüksek rakam, büyük kütle oranına sahip çift sistemlerin çok olduğu sonucunu verir.

6. REFERANSLAR

- Allakhverdiev A.O., Guseinov O.H., Yusifov I.M., 1987 Australian J. of Phys. **40**, 837.
 Andersen J., 1991 The Astron. Astrophys. Rev. **3**, 91
 Barbon R., Cappellaro E., Turatto E., 1989 A&A. Suppl. **81**, 421.
 Bartunov O.S., Makarova I.N., Tsvetkov D.V., 1992 A&A. **264**, 428.
 Batten A.H., Fletcher J.M., and MacCarty D.G., 1989 "Eighth Catalogue of the Orbital Elements of Spectroscopic Binary Systems", Publications of the Dominion Astrophysical Observatory, Victoria B.C. (DAOS).
 Clarke C.J., Pringle J.E., 1992 MNRAS
 Eggleton P.P., Fitchet M.J., Tout C.A., 1989 ApJ. **374**, 998.
 Duguennoy A., Mayor M., 1991 Astron. Astrophys.
 Filippenko A.V., 1989 PASP **101**, 588.
 Garmany C.D., Conti P.S., Massey P., 1980 ApJ. **242**, 1063.
 Gies D.R., Bolton C.T., 1986 Ap J. Suppl. **61**, 419.
 Guseinov O.H., Kasunov F.K., Kalinin E.V., 1980 Ap Sp Sc **68**, 385.
 Halbwachs J.L., 1987 Astron. Astrophys. **183**, 234.
 Harmanec P., 1988 Bull. Astron. Inst. Czechosl. **39**, 329.
 Hogeveen S.J., 1992 Ap Sp Sc **196**, 299.
 Kraicheva Z.T., Popova E.I., Tutukov A.V., and Yungelson L.R., 1979 Sov. Astron. **23 (3)**, 290.
 Leonard P.J.T., Duncan M.J., 1988 A J. **96**, 222.
 Leonard P.J.T., Duncan M.J., 1989 A J. **99**, 608.
 Lucy L.B., Riccio E., 1979 AJ **84**, 401.
 Oemler A., Tinsley B.M., 1979 A J. **84**, 985.
 Staniucha M., 1979 Acta Astron. **29**, 587.
 Trimble V., 1974 AJ **79**, 967.
 Van Dyk S.D., 1992 A J. **31**, 1788.
 Van den Berg S., 1991 Phys. Reports **204**, 385.
 Van den Berg S., 1994 Ap J. Suppl. **92**, 219.
 Van den Berg S., Tommann G.A., 1991 Ann Rev A&A **29**, 363.
 Van Paradijs J., 1993 "A Catalogue of X-ray Binaries", Astronomical Institute Anton Pannekoek, University of Amsterdam, preprint number AIAP-1993-002.